UNIVERSAL
LIBRARY

OU_220504

UNIVERSAL
LIBRARY

OSMANIA UNIVERSITY LIBRARY

Call No. Accession No.

Author

Title

This book should be returned on or before the date last marked below.

Verlag der Notgemeinschaft der Deutschen Wissenschaft

Für den Buchhandel durch Karl Siegismund Verlag Berlin

1 9 3 0

Herrosé & Ziemsen GmbH., Wittenberg (Bez. Halle)

Inhalt

Zur Einführung.

Dieser Band soll einen Bericht geben über die hauptsächlichsten Leistungen der Notgemeinschaft für die deutsche Astronomie. Man wird ihn nur flüchtig durchzusehen brauchen, um zu erkennen, daß er einen Überblick gibt über fast die gesamte astronomische Forschung der Gegenwart, und ein genauerer Einblick lehrt, daß deutsche Arbeiten in Gang gesetzt oder fertig geworden sind, die den Wettbewerb aller Nationen aushalten. Es war kein Kleines, für die Astronomie zu sorgen, die nun einmal ohne große Mittel nicht vorwärts kommt und die in den Vereinigten Staaten von Amerika Gönner hat, deren Freigebigkeit ohnegleichen ist. Und es war eine bange Frage für die Notgemeinschaft, ob in unserem armen Lande große Mittel für eine Wissenschaft zur Verfügung gestellt werden dürfen, deren Nutzen für die Allgemeinheit nicht auf der Hand liegt. Die deutschen Astronomen sind der Notgemeinschaft zum tiefsten Dank verpflichtet, daß sie dieser Frage in echt wissenschaftlichem Sinn begegnet ist. Es wird viel vom praktischen Nutzen der Astronomie gesprochen, und wer könnte ihn leugnen, der unsere ganze Zeitrechnung mit ihrer Wichtigkeit für den heutigen Verkehr, der die gesamte Nautik, ohne die eine Schiffahrt, auch die in der Luft, unmöglich ist, der die Chronologie mit ihrer Bedeutung für die historische Forschung und manches andere bis auf ihre Grundlagen in der Beobachtung der Gestirne zurück verfolgt? Aber im wesentlichen ist die Astronomie, wie sie gegenwärtig betrieben wird, nicht auf den Nutzen eingestellt, sondern sie folgt dem Trieb des menschlichen Geistes nach Erkenntnis der Welt auch außerhalb unserer Erde. Sie reiht sich ein in die Kette der Naturwissenschaften, sie nimmt und gibt, und die gegenseitige Einwirkung aller aufeinander kommen ihr und den anderen zugute. Atomtheorie und Sonnensysteme, Prüfung der Relativitätstheorie an Beobachtungen am Himmel, Erforschung der Materie in Zuständen, wie sie die Physik in ihren Laboratorien nicht herzustellen vermag, sind nur einige von den Berührungspunkten der Astronomie mit der allgemeinen Naturforschung. Man hat den Himmel mit seinen Sternen,

Gaskugeln, Nebelgebilden ein großes Laboratorium genannt, in dem Physik und Astronomie in gemeinsamer Arbeit den Rätseln der Natur, insbesondere den Eigenschaften des Lichtes und der Materie, näher zu kommen versuchen. Förderung der Astronomie dient also gleichzeitig der Naturforschung im allgemeinen, insbesondere der Physik. Wie bei dieser darf man nicht nach dem unmittelbaren praktischen Nutzen fragen; er stellt sich meist ein, wo man ihn am wenigsten erwartet.

J. Bauschinger.

Das große Zonenunternehmen der Astronomischen Gesellschaft: Neubeobachtung aller Sterne des nördlichen Himmels bis zur 9. Größe

Von Professor Dr. Bauschinger, Leipzig

Die deutschen Astronomen haben innerhalb des Rahmens der internationalen Astronomischen Gesellschaft nach mehr als sechsjährigen Beratungen und Vorbereitungen ein Unternehmen ins Leben gerufen, dessen erste Schritte zur Verwirklichung die Notgemeinschaft in dankenswerter Weise erleichtern will. Es wird daher hier am Platze sein, über die Berechtigung und Ausführung dieser Arbeiten, die mehr als ein Jahrzehnt eine Reihe deutscher Sternwarten voll in Anspruch nehmen werden, einige Erläuterungen zu machen.

Im Gegensatz zu ihrer jüngeren Schwester, der Astrophysik, hat die ältere Astronomie eine Arbeitsweise, deren Ergebnisse erst nach vielen Jahrzehnten zum Vorschein kommen. Insbesondere hat die Wissenschaft von den Bewegungen der Fixsterne, die uns allein sichere Auskunft über unsere Stellung im Weltall geben kann, wegen der Langsamkeit dieser Bewegungen mit großen Zeiträumen zu rechnen: Kein Forscher, der sich entsagungsvoll diesen Arbeiten widmet, hat die Aussicht, die Früchte seiner Bemühungen zu ernten. Seit etwa 170 Jahren sind diese Arbeiten in Gang, haben aber erst für eine verhältnismäßig kleine Anzahl von helleren Sternen zu brauchbaren Ergebnissen führen können; für die schier zahllose Menge von kleineren Sternen blieb unsere Kenntnis soviel wie Null. Der große Astronom Bessel war es, der zuerst in den zwanziger Jahren des vorigen Jahrhunderts klar erkannte, daß ein Fortschritt in der Erkenntnis des Weltbaus erst gemacht werden könnte, wenn auch für die Bewegungen der kleineren Sterne sichere Resultate vorliegen, und der auch sogleich die Wege wies und den Anfang machte, indem er die sogenannten Königsberger Zonenbeobachtungen für einen Teil des Nordhimmels anstellte. Sein Schüler, der berühmte Bonner

Astronom Argelander, griff die Ziele des Meisters auf und wies nach, daß in erster Linie eine Vorarbeit erledigt werden müßte, die als sichere Arbeitsliste dem Beobachter am Meridiankreis in die Hand gegeben werden könnte; denn einerseits kann Vollständigkeit der zu bestimmenden Sterne nur durch ein Verfahren erzielt werden, das nur genäherte Positionen der Sterne gibt, und andererseits braucht der Beobachter am Meridiankreis, welches Instrument allein die für die Stellarastronomie notwendigen genauen Positionen liefern kann, eine Arbeitsliste. Mit einer Energie ohnegleichen wurde 1852—1862 auf der Bonner Sternwarte diese „Durchmusterung des nördlichen Sternhimmels" durchgeführt und ein Werk geschaffen, das bis heute den Astronomen aller Länder das unentbehrlichste Handwerkszeug geblieben ist.

Nunmehr erst konnte an die Ausführung der eigentlichen Arbeit am Meridiankreis gegangen werden — ein Werk, das die Kräfte eines einzelnen oder auch einer einzelnen großen Sternwarte weit überstieg. Es ist kein Zufall, daß gerade um diese Zeit (1863) die internationale Astronomische Gesellschaft mit dem Sitz in Leipzig und zur Hälfte aus deutschen Mitgliedern bestehend gegründet wurde, denn in deren Statuten ist im Hinblick auf die genannte Aufgabe gerade die gemeinsame Ausführung größerer Arbeiten, welche über die Kräfte eines einzelnen hinausgehen, aufgenommen worden. Diese Gesellschaft hat im Zeitraum von über 30 Jahren das große Werk organisiert und dank der energischen Leitung des Berliner Akademikers von Auwers zu einem guten Ende geführt — ein Werk, das unabhängig von staatlicher Beihilfe, als reines Geschenk persönlicher Opferwilligkeit an die Wissenschaft angesehen werden muß. Die Arbeit war auf 12 Sternwarten verteilt, darunter 4 deutsche, die aber mehr als die Hälfte aller Beobachtungen ausgeführt haben. In 15 stattlichen Großquartbänden, in der Reichsdruckerei hergestellt und bekannt als der „Katalog der Astronomischen Gesellschaft", liegt das große Werk vor und bildet die Grundlage einerseits für die laufenden Kometen- und Planeten-Beobachtungen und andererseits den Ausgangspunkt für die künftigen Forschungen auf dem Gebiete der Stellarastronomie.

Will man die Bewegung eines Sternes nach Größe und Richtung kennenlernen, so braucht man dazu seine Positionen für zwei möglichst weit voneinander entfernte Zeitpunkte. Der Katalog der Astronomischen Gesellschaft liefert sie für etwa das Jahr 1875; Aufgabe

unserer Generation ist es, die zweite Position künftigen Geschlechtern zu überliefern, die ihrerseits wieder an die Herstellung einer neuen werden denken müssen, da mit dem Fortschritt der Beobachtungskunst stets größere Anforderungen an die Genauigkeit der Resultate gestellt werden. Der Vergleich der beiden Positionen gibt die sogenannte „Eigenbewegung" des Fixsternes, und diese ist es, die man für möglichst viele Sterne verschiedener Größenklassen kennen muß, um daraus Schlüsse auf den Weltbau ziehen zu können. Und das ist noch nicht einmal das einzige Ziel. Von gleicher Wichtigkeit ist ein anderes, das künftigen Geschlechtern einmal gestatten wird, viel vollständiger, als es uns zurzeit möglich ist, in die Tiefe des Weltalls mit genauen Maßzahlen einzudringen. Nämlich die Sonne selbst, die wir der Fixsternwelt gegenüber als unseren Beobachtungsort annehmen können, liegt nicht fest im Raum, so wenig wie jeder andere Fixstern. Ihre Bewegung aber können wir nur im Spiegelbild der Fixsternbewegungen kennenlernen, d. h. eben jener Eigenbewegungen, deren Namen also unglücklich gewählt ist, da sie nicht nur die eigene Bewegung des Fixsternes enthalten, sondern auch die relative der Sonne. Wird diese bekannt, was eben nur möglich ist, wenn möglichst viele Sterne zugezogen werden, dann erhält man eine große, gut bestimmte, sich in der Zeit stets verlängernde Basis, von der aus die Entfernungen der Fixsterne gemessen werden können, über die unsere bisherigen Kenntnisse noch äußerst lückenhaft sind. Die Statistik des Weltalls kann sich dann nicht nur über die beiden Koordinaten der Sphäre, sondern auch in die Tiefe erstrecken.

Es wird nun hinlänglich begründet erscheinen, daß die Astronomische Gesellschaft auf ihrer Versammlung in Potsdam im Jahre 1921 den Beschluß faßte, die Neubeobachtung ihrer Kataloge in Angriff zu nehmen, und zunächst eine internationale Kommission ernannte, um die Vorarbeiten zu erledigen. Diese Kommission, nach einigen Verlusten und Ergänzungen, bestehend aus den Herren Bauschinger, Leipzig, Vorsitzender; Bonsdorff, Helsingfors; Courvoisier, Berlin-Babelsberg; Donner, Helsingfors; Kopff, Berlin-Dahlem; Küstner, Bonn; Peters, Berlin-Dahlem; Renz, Pulkovo; Schorr, Hamburg-Bergedorf; hat 5 Jahre lang gearbeitet und zuerst auf der Astronomenversammlung in Leipzig (1924) und dann auf der in Kopenhagen (1926) über ihre Arbeiten eingehend berichtet. Kurz zusammengefaßt ist von der letzteren Versammlung einstimmig folgendes beschlossen worden:

In Anbetracht, daß die Positionen des früheren Kataloges wegen der mangelnden Eigenbewegungen anfangen für die Kometen- und Planeten-Beobachtungen ungenügend zu werden, und daß die Stellarastronomie der Zukunft ein weiteres festes Fundament zur Ermittlung der Eigenbewegungen braucht, ist eine Neubeobachtung der „Astronomischen Gesellschafts-Kataloge" in den nächsten Jahren eine unerläßliche Aufgabe der Astronomie, die sie unter allen Umständen lösen muß. Die Ausführung des Werkes muß in einem wesentlich kürzeren Zeitraum als früher geschehen und zugleich auf eine wesentlich geringere Anzahl von Mitarbeitern, unter Benutzung nur erstklassiger Instrumente, aufgebaut werden. Durch Einführung der inzwischen mächtig entwickelten photographischen Methoden ist es von vornherein möglich, die Beobachtung auf eine geringe Zahl von Jahren an wenigen Instrumenten herabzudrücken. Durch die mehrjährigen Arbeiten der Herren Küstner und Schorr ist erwiesen, daß die neuen vierlinsigen Spezialobjektive von Zeiß, die eine wesentliche Leistung der deutschen Optik darstellen, für die Aufnahme von $^{5}/_{5}$-Gradfeldern geeignet sind, und es ist daher dieser Typus als einheitliches Aufnahmeinstrument zur Beschaffung der rund 2000 photographischen Aufnahmen auf Platten von 24 : 24 cm Größe beschlossen. Die für die Auswertung dieser Platten erforderlichen Örter der Anhaltsterne, deren Liste, bestehend aus 13 750 Stück, von Herrn Küstner in mehrjähriger Arbeit aufgestellt worden ist, müssen auf einer möglichst geringen Zahl von besonders leistungsfähigen Meridiankreisen durchbeobachtet werden, und zwar mit der unerläßlichen Garantie, daß sie nach der Bearbeitung ein einheitliches Ganzes bilden, das sich dem neu zu bearbeitenden Auwersschen Fundamentalkatalog vollkommen anschließt. Die gesamte Beobachtungsarbeit soll in den Jahren 1928 bis 1932 geleistet werden, und zwar die Meridianarbeit streng gleichzeitig mit der photographischen Aufnahme.

Nachdem die Gesellschaft diese Grundsätze gebilligt hatte, ging die Kommission an die Verteilung der Arbeit an die einzelnen Sternwarten. Hierzu müssen einige allgemeine Gesichtspunkte vorausgeschickt werden, die für die Beurteilung des ganzen Unternehmens von besonderer Wichtigkeit sind. Bei dem früheren Unternehmen erstreckten sich die Beobachtungen bis zur endgültigen Vollendung auf einen Zeitraum von etwa 30 Jahren. Das war ein großer damals unvermeidlicher Mangel. Ein anderer Mangel war die Aufteilung des Himmels in schmale Deklinationsstreifen und die Durchführung

der Beobachtung auf einer größeren Zahl von Sternwarten mit teilweise kleinen und mangelhaften Instrumenten und ungenügenden Kräften zur Berechnung der Beobachtungen. Es bedurfte der ganzen Autorität und Tatkraft von Auwers, um das Unternehmen zu einem glücklichen Ende zu führen. Damit zusammen hängt ein dritter Mangel, nämlich eine gewisse Inhomogenität des früheren Kataloges, die, da damals alle Erfahrungen fehlten, nicht vorausgesehen und vermieden werden konnte. Wenn, wie unbedingt erforderlich, diese Mängel bei dem neuen Unternehmen verschwinden sollen, dann müssen die obigen Grundsätze für die neue Durchführung befolgt werden. Das hat aber zwei schwerwiegende Folgen:

1. Es muß eine Konzentration nach Raum und Zeit, d. h. auf wenige Sternwarten in kürzester Zeit stattfinden, deren notwendige Folge die Abwälzung fast des ganzen Unternehmens auf deutsche Schultern ist. Um dies zu rechtfertigen, dienen folgende Bemerkungen. Die deutschen Sternwarten verfügen über eine Anzahl erstklassiger Meridiankreise und über für exakte Messungen nach alter Tradition geschulte Beobachter („deutsche Schule" der Meridianastronomie). Dazu kommt, daß die Firma Zeiß in ihren neuen photographischen Objektiven einen für die Aufnahme des Himmels bisher unerreichten Typus geschaffen hat. Es wird daher verständlich, daß in dem unten anzugebenden Verteilungsplan nur deutsche Sternwarten auftreten mit einziger Ausnahme der russischen Zentralsternwarte in Pulkowo, deren deutsche Schulung traditionell ist. Daß das neue Unternehmen im wesentlichen ein deutsches wird, liegt auch daran, daß es die Fortsetzung eines von der Astronomischen Gesellschaft durchgeführten früheren Unternehmens, daß somit für sie wegen der Anerkennung, die ihr Werk in aller Welt gefunden hat, die moralische Verpflichtung besteht, auch das zweite Unternehmen zu leisten. Trotz des internationalen Charakters der Gesellschaft haben die Deutschen in ihr immer eine so große Rolle gespielt und spielen sie noch jetzt, daß das neue Unternehmen ein wesentlich deutsches werden muß.

2. Nach der Anlage des Unternehmens müssen sich die Kosten auf einen kleineren Zeitraum erstrecken und können aus den kleinen Betriebsstöcken der Sternwarten nicht aufgebracht werden, d. h. es werden besondere Zuschüsse von staatlicher Seite erforderlich. Das frühere Unternehmen ist zwar im weitgehenden Maße von der Gesellschaft unterstützt worden, und unter anderem sind die gesamten Druckkosten von ihr aufgebracht worden; die Gesellschaft war dazu in der

Lage, weil sie über ein großes nur aus Mitgliederbeiträgen aufgesammeltes Vermögen verfügte; dieses fast nur in deutschen Papieren angelegte Vermögen ist durch die Inflation verschwunden und die Gesellschaft der Mittel beraubt, größere Unternehmungen zu unterstützen. Es dürfte daher eine Verpflichtung deutscherseits vorliegen, ein als dringend notwendig erkanntes Werk, das dem deutschen Namen in aller Welt Ehre bringen wird, ausgiebig zu unterstützen.

Für die Durchführung der Arbeit ist folgender Plan, unter Zustimmung der Gesellschaft und aller beteiligten Institute, aufgestellt worden.

1. Es ist eine Zentrale eingerichtet worden, die alles übernimmt, was an der Arbeit der einzelnen Institute Gemeinsames ist, und die die Zusammenfassung der von den Sternwarten kommenden Beobachtungen besorgt. Diese Zentrale ist das Astronomische Recheninstitut in Berlin-Dahlem.

2. Die visuelle Beobachtung der Anhaltssterne an den Meridiankreisen. Die über den ganzen Nordhimmel von —5° Deklination bis zum Pol gleichmäßig verteilten 13 750 Anhaltsterne, die für die Ausmessung der photographischen Platten das feste Skelett bilden, werden an den Auwersschen Fundamentalkatalog, der vom Recheninstitut, unter Hinzuziehung der neuesten Beobachtungen, neu bearbeitet wird, aufs engste angeschlossen. Die sämtlichen Sterne werden zunächst von jeder der beiden Sternwarten Berlin-Babelsberg und Hamburg-Bergedorf, und zwar jeder Stern von beiden zweimal beobachtet. Berlin-Babelsberg übernimmt auch die Beobachtung der etwa 3000 Sterne, die aus irgendwelchen Gründen auf den photographischen Platten nicht ausgemessen werden können.

Nur vier Beobachtungen für jeden Stern zur Verfügung zu haben, wäre unzureichend, da es sich doch um das Grundgerüst für alle aus den Platten zu bestimmenden Sterne handelt. Aber die Erfahrung, daß es sicherer ist, mehrere Instrumente heranzuziehen, als die Beobachtungen an einem zu vervielfältigen, hat dazu geführt, noch weitere Meridiankreise für das Unternehmen zu gewinnen, damit das Mittel aus allen von den zufälligen Instrumentalfehlern möglichst frei wird. Es wurde daher der Nordhimmel in fünf Deklinationsgürtel geteilt und jeder Sternwarte ein solcher übertragen, mit der

Aufgabe, jeden Stern zweimal zu beobachten. Die Verteilung ist folgende:

Sternwarte	Gürtel	Anzahl der Sterne
Breslau	90° bis 60°	1700
Pulkovo	60° „ 35°	3700
Bonn	35° „ 20°	2900
Leipzig	20° „ + 5°	3250
Heidelberg	+ 5° „ − 5°	2200

Um die Beziehungen des Instrumentalsystems zum Fundamentalkatalog möglichst sicher zu bestimmen, ist für alle Meridianbeobachter die Durchbeobachtung von Reihen der Fundamentalsterne allein notwendig. Diese erstrecken sich für Babelsberg und Bergedorf auf den ganzen Nordhimmel bis —20°; für die Gürtel gelten als Grenzen der Reihen in Deklination folgende:

Breslau	+90° bis +52°
Pulkovo	+65° „ +25°
Bonn	+45° „ + 5°
Leipzig	+35° „ —10°
Heidelberg	+20° „ —20°

In jedem Monat ist eine dieser Reihen auszuführen.

Für die Beobachtungen der Anhaltsterne gilt als Regel, daß im einzelnen Abendsatz von 2 Stunden am Anfang, während und am Ende je 2 bis 3 Fundamentalsterne beobachtet werden, jedoch niemals unter 8 für den Satz.

Die Reduktionen auf das Äquinoktium 1930.0 werden von den einzelnen Sternwarten unter tunlichster Unterstützung durch das Recheninstitut ausgeführt.

3. Die photographische Aufnahme des Himmels. Der hauptsächlichste Unterschied in der Durchführung des früheren Unternehmens von der des jetzigen liegt in der Anwendung der Photographie, die in der Zwischenzeit fast alle Gebiete der astronomischen Beobachtung erobert hatte. Nur die Meridiankreisbeobachtungen, durch die das frühere Werk geleistet wurde, blieben der Photographie unzugänglich, und es mußte also, wenn man von den

Vorteilen der Photographie Gebrauch machen wollte, eine besondere Methode ausgearbeitet werden, die die Vorteile der Photographie mit der Exaktheit der Meridiankreisbeobachtungen verband. Nimmt man den Himmel photographisch auf, so können die dadurch gewonnenen Örter der Sterne nur dann in die für die Stellarastronomie notwendigen exakten Koordinaten verwandelt werden, wenn man für jede Platte die genaue Lage gegen das astronomische Koordinatensystem und den Maßstab kennt. Das ist nur dadurch erreichbar, daß man für eine Anzahl von Sternen der Platte die Koordinaten am Meridiankreis mißt und mittelst dieser Nullpunkt, Orientierung und Maßstab berechnet. Sind diese bekannt geworden, so können die Koordinaten aller anderen auf der Platte befindlichen Sterne durch besondere Meßapparate und durch Rechnung daraus abgeleitet werden.

Am Meridiankreis würden rund 300 000 Einzelbeobachtungen notwendig sein, um das Programm zu erfüllen; mit Hilfe der Photographie genügt die Aufnahme auf etwa 2000 Platten, deren jede nur 10 Minuten Zeit in Anspruch nimmt. Insbesondere in unserem Klima, wo die klaren Nächte so selten sind, ist dies von großer Bedeutung. Auf einer Platte mögen sich durchschnittlich 150 Sterne befinden; deren Beobachtung am Meridiankreis kostet 2—3 Nächte; in derselben Zeit können leicht 10 Platten mit 1500 Sternen aufgenommen werden. Dazu kommt freilich die Ausmessung der Platten, aber diese ist nicht von der Witterung abhängig.

Die beschriebene Verbindung von Meridianbeobachtungen mit photographischen Aufnahmen ermöglicht die Durchführung des Programmes in 4 Jahren, ein Vorteil, der nicht hoch genug angeschlagen werden kann.

Die photographischen Aufnahmen werden mit den neuen Zeißschen vierlinsigen Objektiven von 160 mm Öffnung an der Vorderlinse, von 85 mm zentraler Blendenweite und von 2060 mm Brennweite gemacht. Auf der Platte entspricht demnach 1 mm 100 Bogensekunden; das Zehntel der Bogensekunde, also der tausendste Teil des Millimeters, muß gemessen werden. An den Aufnahme- und an den Meßapparat sind also die höchsten Forderungen zu stellen.

Aufnahmeinstrumente von der beschriebenen Art sind bereits im Besitz der Sternwarten von Bonn, Hamburg und Pulkovo; unter diese ist daher der Nordhimmel in 3 Gürteln wie folgt verteilt worden:

Sternwarte	Gürtel von Zonenmitte zu Zonenmitte
Bonn	— $2^1/_2{}^0$ bis + 20°
Hamburg	+ $22^1/_2{}^0$ „ + $67^1/_2{}^0$
Pulkovo	70° „ Pol

Der ganze Himmel in den angegebenen Grenzen wird zweimal aufgenommen, so daß jeder Stern auf zwei Platten erscheint.

Außer den Positionen der Sterne können den Platten auch deren photographische Helligkeiten entnommen werden, die durch Vergleichung mit den visuellen Helligkeiten einen Schluß auf das Spektrum gestatten, ein im Hinblick auf die große Zahl der Sterne sehr erwünschtes Nebenresultat. Ein anderes nicht minder wichtiges und müheloß zu erlangendes Nebenresultat ist folgendes: Die Platten enthalten bei der in Aussicht genommenen Expositionsdauer von 10 Minuten weit mehr Sterne als für die Herstellung des AG-Kataloges gebraucht werden, nämlich die Sterne bis zur 12. Größenklasse, während die AG-Kataloge im allgemeinen nur Sterne bis zur 9. Größenklasse enthalten. Man kann den Platten also das Material für eine „Photographische Durchmusterung des Nordhimmels" entnehmen, ein Werk, wie es für den Südhimmel schon seit 30 Jahren vorliegt und für den Nordhimmel, trotz seiner Wichtigkeit, vergeblich erstrebt wird.

Wie schon oben erwähnt, setzen sich die beteiligten Sternwarten soweit irgend möglich mit ihrem ständigen Personal und mit ihren Geldmitteln in den Dienst des Unternehmens. Trotzdem sind Mehrausgaben erforderlich, die auf andere Weise aufgebracht werden müssen. Nach sorgfältig aufgestellten Kostenvoranschlägen belaufen sich diese auf rund 750 000 Mark, deren Verausgabung sich auf etwa 12 Jahre verteilt. Die Notgemeinschaft wird die bis zum 1. April 1928 gebrauchten Mittel zur Verfügung stellen, darüber hinaus aber müßten die Regierungen der einzelnen Länder — es kommen Preußen, Sachsen, Baden und Hamburg in Betracht — die Finanzierung in die Hand nehmen. Die preußische Regierung hat für die Sternwarten Berlin-Babelsberg, Bonn und Breslau sowie für das Recheninstitut Berlin-Dahlem bereits ihre Hilfe in sichere Aussicht gestellt, es darf erwartet werden, daß die übrigen Länder dem Unternehmen dasselbe Wohlwollen entgegenbringen.

Die astrophysikalische Expedition nach Bolivia

Von Prof. Dr. H. Ludendorff, Potsdam

Die Erforschung der südlichen Himmelshalbkugel ist gegenüber derjenigen der nördlichen bis in die neueste Zeit hinein in vieler Hinsicht arg im Rückstand geblieben. Der Grund dieser Erscheinung ist einfach der, daß die Sternwarten, und namentlich die am besten ausgerüsteten unter ihnen, ganz vorwiegend unter nördlichen Breiten liegen, so daß für sie große Teile des Südhimmels ganz unsichtbar sind oder nur für kurze Zeit tief am Horizonte erscheinen. Die meisten astronomischen und astrophysikalischen Beobachtungen aber lassen sich in geringen Höhen über dem Horizont infolge des störenden Einflusses unserer Atmosphäre überhaupt nicht oder nur unter großen Schwierigkeiten ausführen.

Die Sternkarten des 16. Jahrhunderts (die ersten erschienen 1515, und kein Geringerer als Albrecht Dürer hatte die Figuren der Sternbilder in sie eingezeichnet) zeigen um den südlichen Himmelspol herum eine große, leere Fläche. Erst gegen Ende des genannten Jahrhunderts bestimmte Pieter Diercks Keyser aus Emden hauptsächlich in Madagaskar die Örter von 300 Sternen der südlichsten Teile des Himmels, und so konnte der Augsburger Gelehrte Bayer in seinem 1603 erschienenen Sternatlas — dem ersten größeren Werke dieser Art — auch für den Südhimmel einigermaßen vollständige Karten geben. Ein weiterer Fortschritt in dieser Richtung wurde 1676—1677 erzielt durch die Beobachtungen des damals zwanzigjährigen, später so berühmt gewordenen Edmund Halley auf St. Helena. Halleys Reise nach dieser entlegenen Insel stellt die erste astronomische Expedition nach der Südhalbkugel dar. Eine zweite derartige Unternehmung sollte leider erfolglos bleiben. 1705 entsandte der märkische Edelmann Baron von Krosigk, der sich in Berlin (Wallstr.) eine Privatsternwarte eingerichtet hatte, den Hauslehrer seiner Kinder, Peter Kolbe, nach Kapstadt. Es sollten dort und gleichzeitig in Berlin korrespondierende Mondbeobachtungen angestellt und daraus die genaue Entfernung unseres Satelliten ermittelt werden. Kolbe aber versagte

ganz, und sein Buch über Land und Leute am Kap der Guten Hoffnung ist das einzige Resultat, das diese Expedition gezeitigt hat.

Krosigks Plan wurde 1750 von der Pariser Akademie wieder aufgenommen. Sie schickte Lacaille nach dem Kap der Guten Hoffnung, und seine Beobachtungen im Verein mit den gleichzeitigen von Lalande in Berlin führten in der Tat zu einer genauen Kenntnis der Entfernung des Mondes. Lacailles Arbeitsprogramm umfaßte aber auch andere Aufgaben, vor allem auch Ortsbestimmungen südlicher Sterne, und ein Katalog von fast 2000 derselben war der Erfolg seiner Bemühungen.

Die Venusdurchgänge von 1761 und 1769 lockten zahlreiche Astronomen nach der südlichen Halbkugel. Mit einer Erforschung des südlichen Himmels aber haben sich diese Expeditionen merkwürdigerweise nicht abgegeben. Sie widmeten sich lediglich der Beobachtung der Venusdurchgänge zwecks Bestimmung der Entfernung der Sonne sowie auch geographischen Ortsbestimmungen.

Bis in die zwanziger Jahre des 19. Jahrhunderts geschah dann überhaupt nichts mehr für die Erforschung des Südhimmels. Erst von diesem Zeitpunkt an begann ein Aufschwung dadurch, daß verschiedene Sternwarten unter südlichen Breiten gegründet wurden, zunächst 1821 in Paramatta bei Sidney (dort hat ein deutscher Astronom, Karl Rümcker, wertvolle Arbeit geleistet) und unmittelbar darauf auch am Kap der Guten Hoffnung und auf St. Helena; letztere Sternwarte ging allerdings bald wieder ein.

Als besonders wichtig aber muß eine Expedition eingeschätzt werden, die John Herschel, der Sohn des großen Wilhelm Herschel, in den Jahren 1834—1838 auf eigene Kosten nach dem Kap der Guten Hoffnung unternahm. Er stellte seine großen Spiegelteleskope in Feldhausen bei Kapstadt auf und durchmusterte mit ihnen den Himmel auf Nebelflecke, Sternhaufen und Doppelsterne; von diesen Objekten entdeckte er viele Hunderte, und die Kenntnis des südlichen Himmels gelangte dadurch in ein ganz anderes Stadium.

Wir wollen nun die weitere Gründung von Sternwarten in südlichen Breiten nicht näher verfolgen, sondern uns mit einer kurzen Schilderung des gegenwärtigen Zustandes begnügen. Auch heute noch ist die Zahl der Sternwarten südlich des Äquators sehr gering; viele von ihnen haben überdies nur eine bescheidene Ausrüstung oder sind durch äußere Verhältnisse zu völliger oder teilweiser Untätigkeit verurteilt. Man darf die Zahl derjenigen Sternwarten der Südhalb-

kugel, die gegenwärtig wissenschaftliche Arbeit leisten, auf wenig mehr als etwa ein Dutzend veranschlagen. Die wichtigsten von ihnen sind die Sternwarten in Córdoba und La Plata (Argentinien), am Kap der Guten Hoffnung, in Johannesburg (Union Observatory und Filiale des Yale College Observatory), die (früher in Arequipa, Perú, befindliche) Filiale des Harvard College Observatory in Bloemfontein, die Filiale des Observatoriums Ann Arbor, Mich., ebenfalls in Bloemfontein, und schließlich die Sternwarte in Lembang (Java).

Die meisten der genannten Institute arbeiten, wenn zum Teil auch nur in sehr beschränktem Umfange, auch auf astrophysikalischem Gebiete. Ganz besondere Verdienste hat sich in dieser Richtung die Harvard-Filiale erworben. Es ist aber klar, daß die wenigen Observatorien unmöglich der Fülle von astrophysikalischen Problemen, die uns der Südhimmel bietet, gerecht werden können. Daher ist es dringend erwünscht, die Zahl astrophysikalisch arbeitender Forschungsstätten auf der Südhalbkugel noch zu vermehren.

Wir Astronomen in Mitteleuropa leiden ungemein unter der Ungunst der Witterung. Arbeiten, die unter günstigeren klimatischen Bedingungen rasch ausgeführt werden können, erfordern bei uns einen großen Aufwand an Zeit und Nervenkraft, und es muß rundheraus gesagt werden, daß die Aufstellung großer astronomischer Instrumente in Mitteleuropa ein höchst unrationelles Unternehmen ist. Schon lange haben daher auf dem Potsdamer Astrophysikalischen Observatorium Pläne bestanden, eine Filiale unter günstigerem Klima zu errichten. H. C. Vogel plante schon 1907 die Gründung einer Zweigstation an der spanischen Mittelmeerküste, doch wurde die Verwirklichung dieses Projektes durch Vogels Tod vereitelt. Sein Nachfolger, K. Schwarzschild, faßte in richtiger Erkenntnis der Notwendigkeit neuer Sternwarten auf der Südhalbkugel die Gründung einer solchen in Deutsch-Südwestafrika ins Auge, aber der Krieg brach aus, ehe er dieser Angelegenheit noch wirklich nähergetreten war. Sehr unerwartet ergab sich nun vor wenigen Jahren die Anregung, diese Pläne in neuer Form wieder aufzunehmen. Professor Arnold Kohlschütter, damals Hauptobservator am Astrophysikalischen Observatorium und jetzt ord. Professor an der Universität und Direktor der Sternwarte in Bonn, reiste Ende 1923 nach unserer gemeinschaftlichen Sonnenfinsternis-Expedition nach Mexiko über New York in die Heimat zurück. Auf der Seefahrt lernte er einen wissenschaftlich stark interessierten deutsch-bolivianischen Industriellen, Professor

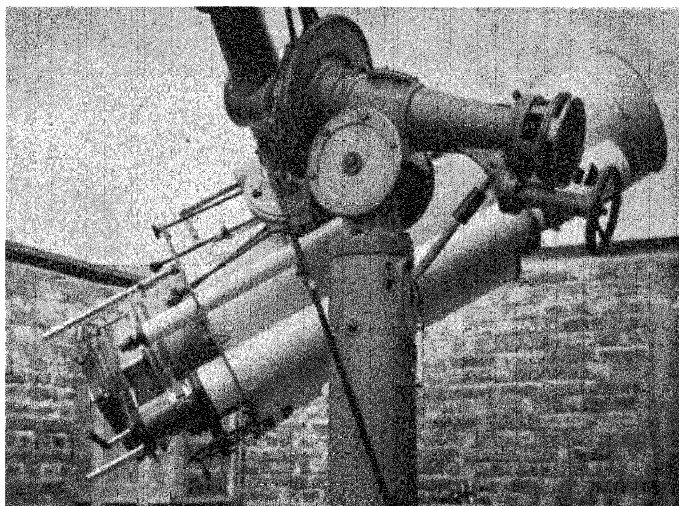


Abb. 1. Das Instrument der astrophysikalischen Expedition in La Paz

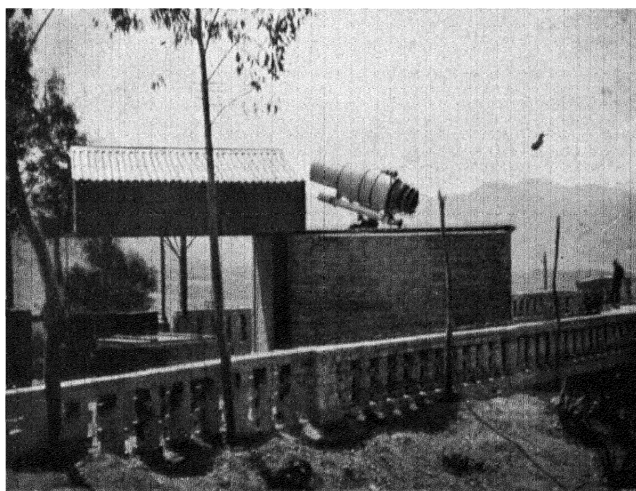


Abb. 2. [illegible] ungsanstalten in La Paz

A. Posnansky, kennen, der sich namentlich durch seine Forschungen auf dem Gebiete der südamerikanischen Archäologie und Anthropologie einen bedeutenden Namen gemacht hat. Beide Herren erörterten während der Reise eingehend den Plan einer deutschen astrophysikalischen Expedition nach der 3600 m hoch gelegenen und ziemlich günstige klimatische Bedingungen bietenden Hauptstadt von Bolivia, La Paz. Nach Professor Kohlschütters Rückkehr besprachen wir dieses Projekt weiter, aber wir waren uns klar darüber, daß damals — Ende 1923 — für die Verwirklichung desselben keine Aussicht bestand. Erst Ende 1924, als die Verhältnisse sich etwas gebessert hatten, kamen wir auf den Plan zurück und unterbreiteten ihn dem Kuratorium des Astrophysikalischen Observatoriums, dem Ministerium für Wissenschaft, Kunst und Volksbildung und der Notgemeinschaft der Deutschen Wissenschaft. Überall fanden wir verständnisvolles Interesse, und dank der finanziellen Unterstützung des genannten Ministeriums und der Notgemeinschaft (auch die Preußische Akademie der Wissenschaften bewilligte einen Beitrag zur Beschaffung der kostspieligen photographischen Platten) konnte dann, nach ziemlich langwierigen Verhandlungen und Vorbereitungen, im April 1926 die Expedition ihre Ausreise antreten.

Es soll nun zunächst kurz die instrumentelle Ausrüstung der Expedition beschrieben werden, ohne daß auf technische Einzelheiten eingegangen wird. Das Hauptinstrument war eine parallaktisch montierte photographische Kamera mit einem Triplet-Objektiv von Zeiß. Die Öffnung des Objektivs beträgt 30 cm, die Brennweite 150 cm, das Öffnungsverhältnis ist also 1 : 5. Ein solches Triplet-Objektiv besteht — im Gegensatz zu den aus zwei Linsen zusammengesetzten gewöhnlichen Fernrohrobjektiven — aus d r e i Linsen. Durch diese Konstruktion wird es möglich, auf den photographischen Platten ein weit größeres Gesichtsfeld scharf zur Abbildung zu bringen, als es mit Hilfe eines zweilinsigen Objektivs erreichbar ist. Bei der oben angegebenen Brennweite ist ein Millimeter auf der Platte gleich 2.3 Bogenminuten am Himmel, so daß z. B. der Durchmesser des Mondbildes auf der Platte 13 mm beträgt. Die zur Verwendung kommenden Platten von 30×30 cm umfassen daher ein Areal von reichlich 11×11°. Für viele Zwecke genügt es, kleinere Platten zu benutzen.

Wie schon erwähnt, ist das Objektiv von der Firma Zeiß hergestellt worden. Dasselbe gilt auch von der ganzen Kamera und von ihrer

Montierung. Da die Mittel zum Ankauf der Kamera fehlten, so hat die Firma Zeiß sie in großzügiger Weise als Leihgabe zur Verfügung gestellt, wofür ihr auch an dieser Stelle wärmster Dank ausgesprochen sei. Die parallaktische Montierung nebst Uhrwerk ist von Zeiß auf Kosten der Notgemeinschaft konstruiert worden. Das Uhrwerk besitzt eine sogenannte „Sekundenkontrolle", d. h. es wird mit Hilfe eines Chronometers durch einen alle 2 Sekunden erfolgenden elektrischen Stromstoß reguliert. Es hat den Zweck, die Kamera während der oft stundenlangen Belichtungen der täglichen Bewegung der Sterne folgen zu lassen. Die richtige Mitführung mit der täglichen Bewegung wird außerdem durch ein mit der Kamera verbundenes Leitfernrohr vom Beobachter kontrolliert. Das Objektiv dieses Fernrohres stammt, ebenso wie das Chronometer, aus den Beständen des Potsdamer Observatoriums. Abb. 1 zeigt eine Abbildung des Instruments nach seiner Aufstellung in La Paz.

Photographiert man mit einer solchen Kamera einen Teil des Himmels, so erhält man unter der Voraussetzung, daß das Instrument während der Belichtung genau mit der täglichen Bewegung der Sterne mitgeführt wird, auf der Platte von den einzelnen Sternen kleine, runde Bilder, die um so kleiner sind, je vorzüglicher das Objektiv und je geringer die Unruhe der Luft ist. Setzt man nun vor das Objektiv ein Glasprisma von der gleichen Öffnung (30 cm), so bilden sich die Sterne nicht mehr als Punkte ab, sondern man erhält auf der Platte ihre Spektren. Diese sind bei richtiger Mitführung der Kamera außerordentlich schmal, und die Spektrallinien sind dann schwer zu erkennen. Um die Spektren zu verbreitern, besitzt unser Instrument eine besondere Vorrichtung, durch welche die Platte während der Belichtung relativ zur Kamera um einige Zehntel des Millimeters allmählich und gleichmäßig verschoben wird. Die gewünschte Breite des Spektrums läßt sich an dieser Vorrichtung vorher einstellen.

Um den Spektren nun auch verschiedene „Zerstreuung", d. h. verschiedene Länge geben zu können, ist nicht nur e i n Prisma, sondern es sind deren z w e i vorhanden, die voreinander geschaltet werden können. Durch Drehung der beiden Prismen gegeneinander lassen sich verschiedene Zerstreuungen erzielen. Auch die beiden Objektiv-Prismen sind von der Firma Zeiß hergestellt und leihweise zur Verfügung gestellt worden.

Solche Aufnahmen mit Objektiv-Prismen spielen gegenwärtig in

der astrophysikalischen Forschung eine große Rolle. Die Objektiv-Prismen bieten gegenüber dem am Fernrohr angebrachten Spalt-Spektrographen den großen Vorteil, daß man gleichzeitig mit einer Aufnahme die Spektren einer großen Zahl von Sternen (unter Umständen von Tausenden) erhält, und zwar auch die Spektren von sehr schwachen Sternen, die für den Spalt-Spektrographen im allgemeinen überhaupt nicht mehr erreichbar sind. Diesen Vorteilen stehen allerdings auch schwerwiegende Nachteile gegenüber; die Spektralaufnahmen mit Objektiv-Prisma sind nämlich meist nicht annähernd so schön und reich an Einzelheiten wie die mit dem Spalt-Spektrographen.

Auf das Instrument kann noch eine kleine, lichtstarke Kamera aufgesetzt werden, die es ermöglicht, sehr große Areale des Himmels in freilich sehr kleinem Maßstabe zu photographieren. Auch nahm die Expedition ein dem Potsdamer Observatorium gehöriges Spektralphotometer mit, um für verschiedene Strahlengattungen die Extinktion (Auslöschung) des Lichtes in der Erdatmosphäre zu bestimmen. In so großen Höhen über dem Meeresspiegel, wie sie in Bolivien in Betracht kommen, sind solche Messungen bisher erst wenig ausgeführt worden.

Die soeben geschilderte instrumentelle Ausrüstung der Expedition ermöglichte die Ausführung wichtiger astrophysikalischer Forschungen am Südhimmel. Hinsichtlich des Arbeitsprogramms hatten wir die Qual der Wahl angesichts des früher geschilderten Umstandes, daß auf der südlichen Halbkugel so wenige Sternwarten auf astrophysikalischem Gebiete tätig sind. Wir haben daher in bezug auf das Arbeitsprogramm lange geschwankt und haben darüber auch die Meinung verschiedener Kollegen eingeholt. Schließlich aber waren Professor Kohlschütter und ich uns darüber einig, daß eine besonders dringende und dabei in verhältnismäßig kurzer Zeit (wenigstens was die Gewinnung der nötigen photographischen Platten, nicht aber was die Auswertung derselben angeht) zu erledigende Aufgabe die Aufnahme der Spektren der Sterne in Kapteyns „ausgewählten Arealen" sei. Diese Arbeit kam um so mehr in Betracht, als es sich bei der Durchforschung von Kapteyns Arealen um ein großes, internationales Unternehmen handelt, das für den Fortschritt der astronomischen Wissenschaft von der allergrößten Bedeutung ist. Um dem Fernerstehenden klar zu machen, um was es sich dabei handelt, muß etwas weiter ausgeholt werden.

Wenn der Astronom die unser Sonnensystem umgebende Welt der Fixsterne wirklich sozusagen wissenschaftlich beherrschen will, so muß

er eigentlich für jeden einzelnen Stern gewisse Daten kennen, von denen die wichtigsten der Ort des Sternes an der Sphäre, seine Entfernung, die Richtung und Größe seiner Bewegung, die scheinbare Helligkeit und die Beschaffenheit seines Spektrums sind. Man hat die Sterne bekanntlich ihrer scheinbaren Helligkeit nach in „Größenklassen" eingeteilt. Die hellsten Sterne, z. B. Wega, Capella, Arkturus, sind etwa 0. Größe (es gibt nur zwei Fixsterne, Sirius und Canopus, die noch heller sind und deren Größenklassen negativ, —1.6 bzw. —0.9, angesetzt werden). Die Sterne der Größe 1.0 besitzen eine Helligkeit, die nach Definition 1 : 2.512 der Helligkeit der Sterne von der Größe 0.0 beträgt; die Größenklasse 2.0 entspricht wiederum 1 : 2.512 der Helligkeit der Größe 1.0 usf., so daß, wenn wir die Helligkeit eines Sternes der Größe 1.0 gleich 100 setzen, diejenige eines Sternes der Größe 6.0 gleich 1.00, die eines solchen der Größe 10.0 gleich 0.025 ist. (Die Sterne der Größe 6.0 sind eben noch mit unbewaffnetem Auge sichtbar.) Die Zahl der Sterne bis zur Größe 16.0 beträgt schätzungsweise etwa 57000000, und noch weit schwächere können photographiert werden. Es ist nun natürlich ganz ausgeschlossen, für diese enorme Zahl von Sternen alle die oben aufgezählten Daten zu ermitteln. Selbst wenn unsere instrumentellen Mittel und unsere Forschungsmethoden dies gestatteten (was keineswegs zutrifft), so würde doch die Arbeitskraft aller Astronomen nicht dazu ausreichen, dieses Ziel in absehbarer Zeit zu erreichen. Der 1922 verstorbene geniale holländische Astronom Jacobus Cornelius Kapteyn, der große Organisator der astronomischen Forschung in den letzten drei Dezennien, stellte nun folgende, äußerst einfache Überlegung an: Das Ziel, die notwendigen Daten für alle Sterne des Himmels zu ermitteln, ist, wie gesagt, unerreichbar. Es wird sich aber auch schon ein leidlich genaues Bild der Fixsternwelt — ein viel genaueres jedenfalls, als wir jetzt bereits besitzen — ergeben, wenn wir bestimmte, zweckmäßig ausgewählte und genügend zahlreiche Felder der Himmelssphäre so genau und eingehend erforschen, wie es unsere instrumentellen Hilfsmittel und unsere Arbeitskraft nur irgend gestatten. Wir setzen dabei nur voraus, daß in der Umgebung jener Felder die Verhältnisse nicht wesentlich anders liegen als in ihnen. Diese genau zu durchforschenden, von Kapteyn in sehr zweckmäßiger und durchdachter Art ausgewählten Felder des Himmels nennt man nun die „ausgewählten Areale" oder meist mit dem englischen Ausdruck „Selected Areas".

Kapteyn stellte seinen „Plan of Selected Areas" im Jahre 1906

auf und unterbreitete ihn den Astronomen aller Länder; überall fand er freudige Zustimmung, und zahlreiche Sternwarten erklärten sich bereit, an dem großen Unternehmen mitzuarbeiten, in Deutschland das Potsdamer Observatorium sowie die Hamburger Sternwarte in Bergedorf und die Sternwarten in Babelsberg und Bonn. **Kapteyn** selbst übernahm die Oberleitung und Kontrolle der gesamten Arbeiten und hat bis zu seinem Tode mit dem ihm eignen Takt und größter Umsicht dieses Amtes gewaltet. Als er 1922 starb, übernahm P. J. van Rhijn, sein würdiger Nachfolger als Leiter des Astronomischen Laboratoriums in Groningen, auch auf dem Gebiete der „Selected Areas“ seine Arbeit.

Selbst für die innerhalb der ausgewählten Areale gelegenen Sterne ist es nicht möglich, alle die früher aufgezählten Daten zu ermitteln. Zum Beispiel wird es innerhalb absehbarer Zeit nicht gelingen, die Bewegungen der schwachen und schwächsten Sterne zu messen. Es ist also auch für die ausgewählten Areale eine starke Beschränkung in den wünschenswerten Zielen wohl oder übel notwendig; näher darauf einzugehen, würde indessen hier zu weit führen.

Die Aufgabe der Bolivia-Expedition war es nun, die Spektra der Sterne innerhalb der südlichen ausgewählten Areale aufzunehmen, da sich für diese Arbeit noch keine andere Sternwarte bereit erklärt hatte, ihre Ausführung aber im Interesse des gesamten Unternehmens dringend geboten war. (Die entsprechenden Aufnahmen für die nördlichen Areale werden auf der Hamburger Sternwarte in Bergedorf gemacht. Die gesamten Spektralaufnahmen des Unternehmens der ausgewählten Areale sind damit eine deutsche Arbeit.) Gerade die Kenntnis der Spektren der Sterne ist außerordentlich wichtig; sie gibt uns die Möglichkeit, die physikalische Natur der Sterne und ihre Temperatur zu beurteilen, ja sie gestattet uns unter Umständen sogar, auf die Entfernungen der Sterne Schlüsse zu ziehen nach einer von Kohlschütter schon vor längerer Zeit ersonnenen, höchst geistreichen und relativ einfachen Methode.

Für die helleren Sterne liegt ein Verzeichnis der Spektren in dem „Henry Draper Catalogue“ vor, der 225 000 Sterne enthält und auf Objektiv-Prismen-Aufnahmen des Harvard College Observatory und seiner Filiale in Arequipa beruht. Dieser Katalog ist vollständig für Sterne bis etwa zur Größenklasse 8.25, wenn er auch außerdem eine große Zahl schwächerer Sterne enthält. Über die Spektra der schwächeren Sterne liegen sonst systematische Forschungen fast

gar nicht vor, und erst die Auswertung der in Bergedorf und in La Paz aufgenommenen Spektralplatten der ausgewählten Areale wird uns für diese in der Kenntnis der Spektra um mehr als 3 Größenklassen weiterbringen. (Die bolivianischen Platten gehen zum Teil über die Größe 12.0 hinaus.) Es scheint zunächst so, als ob dieser Gewinn von 3 Größenklassen oder etwas mehr recht gering und nicht der vielen Mühe wert sei. Aber es ist zu bedenken, daß schon die Zahl der Sterne bis zur Größenklasse 11.0 etwa sieben- bis achtmal so groß ist wie die der Sterne bis zur Größe 9.0. So werden für die Kapteynschen Areale nach Auswertung der Platten die Spektren von ungeheuer viel mehr Sternen bekannt sein, als es gegenwärtig der Fall ist. Nebenbei sei hier bemerkt, daß man die Spektren der Hauptmasse von Sternen in 6 Klassen (mit Unterabteilungen) einordnet. Die wenigen Sterne, die nicht in dieses Klassifikations-Schema passen, machen wohl kaum 1% der Gesamtzahl aus und werden in einige weitere Klassen eingereiht.

Für die Station in La Paz kamen 91 Kapteynsche Areale in Betracht. Von diesen Feldern wurden 3 Serien von Aufnahmen gemacht. Bei der ersten, die ich als Hauptserie bezeichnen will, wurde vor das Objektiv e i n Prisma geschaltet, und es kamen Platten von 30×30 cm zur Verwendung. Die Belichtungszeit betrug etwa 3 Stunden, und unter für La Paz normalen atmosphärischen Bedingungen bilden sich bei dieser Belichtungszeit die Spektra der Sterne bis nahezu zur Größe 12.0 auf der Platte so gut ab, daß eine sichere Klassifikation möglich ist. Wegen des hohen Preises von Spiegelglasplatten wurden Platten aus gewöhnlichem Glase verwandt, die sich infolge ihrer Größe unter dem Einfluß der Schwere in der Kassette durchbiegen, so daß die Bilder der Spektren etwas unscharf werden. Um diese Durchbiegung zu vermeiden, hat Professor Kohlschütter es zweckmäßig befunden, unter die photographische Platte eine Spiegelglasplatte in die Kassette zu legen.

Nach dem Kapteynschen Plane sollen die Spektra für ein Feld von 4×4° Fläche, das in der Mitte einer jeden Platte liegt, klassifiziert werden. Dr. Becker, der gegenwärtig die Platten in Potsdam bearbeitet, hat ein etwas größeres Areal, nämlich 5×5°, für die Klassifizierung der Spektren festgesetzt. Die Platten umfassen aber eine viel größere Fläche (11×11°); aus Gründen der Arbeitsökonomie ist es leider unmöglich, sie v o l l auszuwerten, und die Randpartien sollen daher nur auf ungewöhnliche Spektren hin durchmustert werden.

Die Spektren der helleren Sterne sind auf den Platten der Hauptserie bereits überbelichtet und lassen sich daher nicht mehr sicher klassifizieren. Das ist aber kein Unglück, denn wir kennen die Spektren dieser helleren Sterne bereits aus dem Draper-Katalog. Es erschien aber aus verschiedenen Gründen wünschenswert, auch die Spektren der helleren Sterne brauchbar, und zwar mit stärkerer Zerstreuung als die der schwächeren, zu photographieren. Es wurde daher in La Paz noch eine zweite Serie von Platten der Kapteynschen Areale aufgenommen, unter Vorschaltung der beiden Objektiv-Prismen vor das Objektiv der Kamera.

Hierbei kamen Spiegelglasplatten von 24×24 cm zur Verwendung. Jede Platte enthält zwei Aufnahmen des betreffenden Feldes mit 8 Minuten und mit 64 Minuten Belichtung; zwischen beiden Aufnahmen wurde die Richtung der Kamera um einen kleinen Betrag geändert, so daß die den beiden Aufnahmen entsprechenden Bilder sich nicht decken, sondern nebeneinander liegen. Die kurze Exposition ergibt nur die Spektra der hellsten Sterne, die längere die der Sterne bis etwa zur achten Größe. Die auf diese Weise erhaltenen Spektren sind sehr schön und ermöglichen eine Klassifizierung, die die des Draper-Kataloges an Zuverlässigkeit weit übertrifft. Außerdem aber wurden nach einer Idee von Professor Kohlschütter in die Ecken der Platten spektralphotometrische Skalen aufkopiert, die es gestatten, die Intensitätsverteilung in den erhaltenen Spektren zu bestimmen und auch den Intensitätsverlauf in gewissen Spektrallinien zu messen. Hieraus dürften sich neue und genaue Anhaltspunkte für die Klassifizierung der Spektren ergeben. Diese Probleme sind aber zu schwieriger Natur, als daß sie hier näher erörtert werden könnten. Es sei nur noch erwähnt, daß die spektralphotometrischen Skalen mit Hilfe eines dem Potsdamer Observatorium gehörigen Spektrographen aufkopiert wurden, vor dessen Spalt sich ein Absorptionskeil befindet.

Schließlich wurde noch eine dritte Serie von Aufnahmen der ausgewählten Areale angefertigt, und zwar ohne daß ein Prisma vor das Objektiv der Kamera geschaltet wurde. Diese dritte Serie gibt also nicht die Spektren der Sterne, sondern direkte, punktförmige Bilder derselben wieder. Es kamen für sie Spiegelglasplatten im Format von 16×16 cm zur Verwendung, und diese Platten sollen benutzt werden, um die photographischen Helligkeiten der Sterne zu bestimmen. Jede Platte enthält zwei nebeneinanderliegende Aufnahmen von je 7 Minuten Belichtung, und außerdem wurde auf jede Platte ein Areal auf-

genommen, innerhalb dessen die Helligkeiten der Sterne bereits bekannt sind. Durch Vergleichung der Bilder der Sterne unbekannter Helligkeit mit denjenigen der Sterne bekannter Helligkeit lassen sich dann die Helligkeiten der ersteren genau bestimmen.

Wir haben im vorangehenden das Hauptarbeitsprogramm der Expedition ausführlich geschildert. Neben diesem sind noch einige kleinere Arbeiten ausgeführt worden, soweit es die Zeit gestattete: Es fehlt hier indessen an Platz, auf diese mehr nebensächlichen Dinge einzugehen.

Über den Verlauf der Expedition ist kurz folgendes zu berichten:

Als das Zustandekommen der Expedition eben gesichert war, wurde Professor Kohlschütter am 1. Oktober 1925 zum ordentlichen Professor an der Universität und zum Direktor der Sternwarte in Bonn ernannt. Er erhielt indessen von dort Urlaub und blieb während des Winters 1925/1926 in Potsdam. Während dieser Zeit widmete er sich der Aufstellung und Ausarbeitung des Programms der Expedition und der Überwachung der Konstruktion des Instrumentes bei der Firma Zeiß.

Im April 1926 waren alle Vorbereitungen beendet. Als Assistent von Professor Kohlschütter war für die Expedition Dr. Fr. Becker gewonnen, der zuletzt an der Vatikanischen Sternwarte in Rom tätig gewesen war.

Ich selbst reiste der Expedition um etwa vierzehn Tage voraus und traf Anfang Juni in La Paz ein, nachdem ich die Station des Harvard College Observatory (damals noch in Arequipa) besucht hatte, bei deren Leiter, Herrn Paraskévopoulos, ich die liebenswürdigste Aufnahme fand. Leider hatte das Schiff, welches Professor Kohlschütter und Dr. Becker sowie das Expeditionsgut nach Arica, dem auf chilenischem Gebiete gelegenen Hafen für La Paz, brachte, eine starke Verspätung. Damit nicht unnötig Zeit verloren würde, ging ich in La Paz sofort daran, einen Platz für unsere Station auszuwählen, in die Verhandlungen mit den bolivianischen Behörden einzutreten und den Bau des Instrumentenhauses zu beginnen. Während meines Aufenthaltes in La Paz war ich Gast des Herrn Posnansky, der die Expedition von Anfang an in jeder Weise mit Rat und Tat unterstützt und auch die für den Bau notwendigen Ziegel gestiftet hat. Wir sind ihm in hohem Maße zu Dank verpflichtet.

Der Herr Präsident der Republik Bolivia, der mich empfing und sich von mir über unsere Pläne unterrichten ließ, sowie verschiedene

Minister und der Oberbürgermeister von La Paz bewiesen der Expedition das größte Entgegenkommen. Der der Stadt gehörige Platz, den ich ausgesucht hatte, wurde der Expedition kostenfrei für die Dauer ihrer Wirksamkeit abgetreten, und ein dort stehender Aussichtspavillon wurde entfernt. Ferner wurde uns zollfreie Einfuhr des Expeditionsgutes und kostenlose Beförderung desselben auf der Eisenbahnstrecke Arica—La Paz bewilligt. Alle Stellen, die uns auf diese Weise so ausgiebig unterstützt haben, sind unserer Dankbarkeit sicher.

Der für unser kleines Observatorium ausgewählte Platz liegt an der südöstlichen Grenze der Stadt La Paz auf einer Montículo de Sopocachi genannten Höhe, und zwar auf einem nach drei Seiten hin ziemlich steil abfallenden Vorsprunge derselben. Im Nordwesten des Observatoriums befindet sich unmittelbar bei diesem ein kleiner Park, der den Vorteil bietet, daß er die Lichter der tiefer gelegenen Stadt abblendet. Nach allen anderen Seiten blickt man von dem Beobachtungsplatze in das Tal von La Paz hinunter und nur noch über einzelne Gebäude hinweg, die ziemlich entfernt und bedeutend tiefer liegen. Am Horizont gehen einige Grade durch die das Tal einschließenden Höhen verloren, doch war dies ohne Belang, da so nahe dem Horizont Beobachtungen doch nicht angestellt wurden. Die Bäume des Parks verdecken einen Teil des nördlichen Himmels, aber auch das schadete nichts, da nördlich vom Himmelsäquator gelegene Teile des Himmels für unsere Station nicht in Betracht kamen.

Es ist ein für den Europäer fremdartiges Bild, das der Beschauer vom Montículo de Sopocachi aus genießt, und der Reiz dieses Bildes wird noch wesentlich dadurch erhöht, daß der schneebedeckte, 6400 m hohe Illimani in das Tal hinabschaut.

Nachdem der Platz uns freigegeben war, wurde unmittelbar mit dem Bau des Pfeilers und des Hauses für das Instrument begonnen. Mit Hilfe eines Theodoliten und eines Chronometers, die Pater Descotes S. J. vom Colegio San Calixto in La Paz (dieses Colegio besitzt eine seismographische Station, auf der auch Zeitbestimmungen ausgeführt werden) in dankenswerter Weise zur Verfügung stellte, wurde zunächst der Meridian bestimmt und dann der 2 m in das harte Erdreich eingesenkte Pfeiler, nach dem Meridian orientiert, aufgemauert; er reichte nur bis zur Erdoberfläche, so daß das Instrument zu ebener Erde stand. Das alsdann errichtete Beobachtungshaus maß 4 m im Quadrat; es war mit einem aus Europa mitgebrachten, ab-

fahrbaren Dache versehen. Abb. 2 zeigt das geöffnete Haus mit dem Instrument darin nach der Fertigstellung.

Nach der Ankunft der Herren Kohlschütter und Becker in La Paz Ende Juni verging noch geraume Zeit, bis das Expeditionsgut daselbst angelangt war und seitens der Zollbehörde freigegeben wurde. Ich mußte La Paz im Juli wieder verlassen. Professor Kohlschütter hat dann, von Dr. Becker unterstützt, das Instrument in mühevoller Arbeit aufgestellt. Wie stets bei einem neuen Instrument, so ergaben sich in diesem Falle bei der Aufstellung und ersten Benutzung mannigfache Schwierigkeiten, deren aber Professor Kohlschütter mit größtem Geschick Herr zu werden wußte. Das war um so weniger leicht, als ein mit solchen Arbeiten vertrauter Feinmechaniker in La Paz nicht vorhanden ist. Schließlich aber funktionierte dank Professor Kohlschütters Erfahrung in instrumentellen Dingen alles tadellos, und das Instrument hat während der ganzen Dauer der Expedition seine Schuldigkeit voll getan.

Professor Kohlschütter mußte, durch seine amtlichen Verpflichtungen gezwungen, La Paz im März 1927 verlassen, während sich Dr. Becker bereit fand, noch dort zu bleiben. Zu seiner Unterstützung wurde im April 1927 Dr. H. Chr. Freiesleben nach La Paz entsandt. Dr. Becker kehrte Anfang 1928 nach Europa zurück. An seine Stelle trat Dr. R. Müller, der, nachdem Dr. Freiesleben im Herbst 1928 ebenfalls die Rückreise angetreten hatte, zuletzt allein an der Station gearbeitet hat. Im Herbst 1929 waren alle Programmarbeiten erledigt, und es waren, wie schon erwähnt, auch einige Nebenarbeiten ausgeführt worden. Die Station wurde daher im Oktober 1929 abgebrochen.

Es ist noch zu erwähnen, daß der Herr Präsident von Bolivia unsere Station mit einem abendlichen Besuche beehrt hat. Dr. Becker richtete an der Kriegsakademie und der Fliegerschule in La Paz Kurse für Geodäsie und Meteorologie ein, die später von Dr. Müller und Dr. Freiesleben weitergeführt wurden. Mit besonderem Dank sei hervorgehoben, daß die bolivianische Regierung der Expedition eine finanzielle Unterstützung bewilligt hat.

Über die atmosphärischen Bedingungen in La Paz ist folgendes zu sagen: Im April beginnt die Trockenzeit (Winter), die bis Ende Oktober dauert. Der Himmel ist in dieser Zeit nachts ganz vorwiegend klar, oft wochenlang ohne jede Unterbrechung. Die Luft ist dann von der größten Durchsicht, entsprechend der großen Meereshöhe

von mehr als 3600 m. Auch die Luftruhe läßt nichts zu wünschen übrig, und es herrscht fast immer Windstille, so daß trotz der extremen Trockenheit wenig Staub vorhanden ist. Die Temperatur sinkt nachts etwas unter den Gefrierpunkt. Ungünstiger als wir nach den vorliegenden Berichten erwartet hatten, war dagegen die Regenzeit (Sommer), die die übrigen Monate des Jahres umfaßt.

Es ist wohl das erstemal, daß in so großer Meereshöhe (3600 bis 3700 m) astronomische Beobachtungen mit einem großen Instrument angestellt wurden, die sich über lange Zeit erstrecken. Damit bilden die Arbeiten unserer Station ein interessantes Experiment. Wenn nun der menschliche Körper sich auch an den niedrigen Luftdruck in La Paz sehr bald gewöhnt und man sich dort vollkommen wohl befindet, so ist doch nicht zu leugnen, daß die Leistungsfähigkeit des Beobachters etwas herabgesetzt ist. Es dürfte sich also nicht empfehlen, Sternwarten etwa in noch größeren Höhen zu erbauen. Selbst geringe Niveauunterschiede machen in jenen Höhen für das Wohlbefinden ziemlich viel aus, und wir haben daher entschieden richtig damit gehandelt, unsere Station direkt bei La Paz und nicht auf der 300—400 m höher gelegenen Hochebene zu errichten, wenn auch dort oben die Zahl der klaren Nächte noch größer ist als in La Paz. Das Klima ist aber auf der Hochebene wesentlich rauher als in der Stadt und das Wohlbefinden leichter beeinträchtigt.

Einen erheblichen Vorzug in astronomischer Beziehung bietet die große Meereshöhe von La Paz unbedingt: Das ist die enorme Durchsichtigkeit der Luft. Die Sterne sind dort von einer für uns Mitteleuropäer fast unvorstellbaren Helligkeit, und namentlich die Milchstraße bietet ein Bild blendender Pracht. In dieser Beziehung ist mir namentlich eine Nacht auf dem Titicaca-See unvergeßlich.

Bolivia ist ein Land, von dem die meisten Leser sicherlich nur eine sehr undeutliche Vorstellung haben werden. Es sei mir daher gestattet, im Anschluß an den vorstehenden Bericht mit einigen Worten auf das Land und seine Bewohner einzugehen.

Steil steigt von der peruanischen und chilenischen Küste (Bolivia liegt ganz im Innern des Kontinents) das Gelände zur Westkette der Anden empor. Hinter dieser liegt eine rauhe, kalte Hochfläche, die Puna, und in dieser der riesige Titicaca-See, teils zu Perú, teils zu Bolivia gehörig, an Fläche neunmal so groß wie der Genfer See. Südöstlich vom Titicaca-See, in einem in die Puna um etwa 300 bis 400 m eingesenkten Tale, liegt unter 16½° südlicher Breite La

Paz, die Hauptstadt von Bolivia. Weiter östlich türmt sich die gewaltige, schnee- und gletscherbedeckte Ostkette der Anden empor, die, von der Puna aus gesehen, einen majestätischen Anblick darbietet. Nach Osten hin fällt diese Kette steil ab zu tropischen Niederungen, die einen großen Teil der Republik Bolivia umfassen.

Den Hauptreichtum des bolivianischen Hochlandes bilden die ungeheuren Mineralschätze, und wenn sie einmal systematisch ausgebeutet werden, darf man dem Lande eine blühende Zukunft voraussagen. Die Hauptstadt La Paz zählt gegen 120 000 Einwohner; in ihren modernen Teilen macht sie einen durchaus europäischen Eindruck, und sie besitzt elektrische Beleuchtung, elektrische Bahnen, Wasserleitung und Kanalisation. Der Autoverkehr freilich ist nur gering, denn nur stark gebaute Wagen können die zum Teil äußerst steilen Straßen befahren. Was aber den Europäer hauptsächlich fremdartig berührt, das ist die Bevölkerung. Reine Indianer und Mischlinge von Indianern und Weißen überwiegen bei weitem, und ihre bunten Trachten geben dem Straßenleben eine große Farbenfreudigkeit. Ganz besonders fesselnd ist in dieser Beziehung der Sonntagsmarkt in La Paz. Hunderte von Indianerfrauen in farbiger Tracht kauern dann nebeneinander in den Straßen, jede vor sich auf der Erde ein buntes Tuch, auf dem die feilgebotenen Waren ausgebreitet sind, meist Kartoffeln, Gemüse und Früchte, welch letztere aus den tiefer gelegenen warmen Yungas-Tälern nach La Paz gebracht werden. Die männlichen Indianer tragen meist den Poncho, ein mit einem Schlitz für den Kopf versehenes großes Umschlagetuch, und eine mit Ohrenklappen versehene Zipfelmütze. Daß nun die Indianer eine schöne Rasse bilden, kann man beim besten Willen nicht behaupten. Viele haben ein ausgesprochenes mongolisches Aussehen. Ein amerikanischer Anthropologe schreibt einmal, daß sie von gewissen Bewohnern Tibets kaum zu unterscheiden seien. Während die offizielle Landessprache von Bolivia selbstverständlich das Spanische ist, sprechen die Indianer des Hochlandes noch ihre alte Sprache, das Aymara; bei den Indianern des Hochlandes von Perú herrscht dagegen das Quechua, die Sprache des Inkareiches, vor. Neben den zahlreichen Aymaras aber haben sich im bolivianischen Hochlande noch Reste von andern Völkerschaften erhalten, so z. B. die Urus am Abfluß des Titicaca-Sees, dem Desaguadero. Dieser im Aussterben begriffene kleine Stamm spricht eine von den untereinander verwandten Aymara- und Quechua-Idiomen gänzlich abweichende Sprache.

Dem Gelehrten aber wird Bolivia — ebenso wie Perú — ganz besonders interessant durch die Ruinen und sonstigen Reste aus der alten, vorspanischen Zeit. Vor allem sind es die auf der Puna zwischen La Paz und dem Titicaca-See gelegenen Ruinen von Tihuanacu und Puma-Puncu, die ohne Zweifel zu den merkwürdigsten Ruinenstätten der Erde gehören und wohl die interessantesten in ganz Amerika sind. Wir verdanken ihre Erforschung in erster Linie Professor Posnansky. Die Funde, die dort gemacht wurden, sind teilweise geradezu staunenerregend. Es ist nicht möglich und würde auch außerhalb meiner Kompetenz liegen, diese Ruinen hier näher zu schildern. Eine systematische Ausgrabung würde nicht allzu hohe Kosten verursachen und würde jedenfalls zu Ergebnissen von ganz besonderer Bedeutung führen. Es wäre sehr zu begrüßen, wenn sich die deutsche Wissenschaft an dieser Aufgabe beteiligen könnte, die sonst sicherlich bald von den Amerikanern übernommen werden wird.

Zum Schluß noch einige Worte über die Auswertung des reichen, von der Expedition gewonnenen Materials an photographischen Aufnahmen, das sich jetzt bereits vollständig in Europa befindet. Die Aufnahmen mit einer Belichtungsdauer von 3 Stunden, die unter Vorschaltung nur eines Objektiv-Prismas gewonnen wurden, werden gegenwärtig in Potsdam von Dr. Becker bearbeitet. Eine erste Veröffentlichung darüber, enthaltend die Klassifizierung der Spektren von etwa 4000 Sternen, ist bereits 1929 in den Publikationen des Astrophysikalischen Observatoriums erschienen, eine zweite Veröffentlichung, die etwa 10—12 000 Sterne enthalten wird, soll 1930 folgen. Der Gesamtkatalog wird 50—60 000 Sterne umfassen. Zusammen mit den Ergebnissen der entsprechenden Untersuchungen für den Nordhimmel, die auf der Hamburger Sternwarte in Bergedorf in Ausführung begriffen sind, wird diese Arbeit unsere Kenntnis von den Spektren der schwachen Sterne in ganz grundlegender Weise erweitern. Schon die erwähnte erste Veröffentlichung hat zu sehr schönen Resultaten geführt.

Die Aufnahmen mit zwei Objektiv-Prismen werden von Prof. Kohlschütter in Bonn bearbeitet; die direkten Aufnahmen zur Bestimmung der Helligkeiten der Sterne hat Prof. van Rhijn in Groningen zur Bearbeitung übernommen.

Eine Nebenarbeit, die bereits veröffentlicht ist, und die von Dr. Becker und Herrn Prof. N. Tapia (Volontär am Astrophysikalischen Observatorium) herrührt, betrifft den Verlauf der atmosphärischen Extink-

tion in La Paz auf Grund von spektralphotometrischen Aufnahmen. Weitere kleinere Arbeiten über Nebenergebnisse der Expedition sind von verschiedenen Mitgliedern derselben in den „Astronomischen Nachrichten" veröffentlicht worden.

Alles in allem dürfen wir feststellen, daß die Expedition ein voller Erfolg gewesen ist. Es wäre sehr zu wünschen, daß das schöne, leistungsfähige Instrument der Expedition wiederum auf der Südhalbkugel unter noch günstigeren klimatischen Bedingungen, etwa in Südafrika, wieder aufgestellt werden könnte. Auch dort würde es für die Wissenschaft reiche Früchte bringen, weit reichere, als bei seiner Aufstellung an irgendeinem Orte in nördlicher geographischer Breite.

Die astronomischen Forschungsaufgaben bei totalen Sonnenfinsternissen und die Hamburgische Sonnenfinsternis-Expedition nach Lappland im Juni 1927

Von Prof. Dr. R. Schorr, Hamburg-Bergedorf

Totale Sonnenfinsternisse sind astronomische Ereignisse, die von jeher auf alle Menschen, die ein solches Naturschauspiel in seiner vollen Schönheit erleben, den nachhaltigsten Eindruck machen. Wenn der Mond bei seiner Bewegung um die Erde genau zwischen Erde und Sonne tritt und die Sonnenscheibe etwa zur Hälfte bedeckt hat, macht sich die Abnahme des Tageslichts für den Beschauer deutlich bemerkbar, und die fahle Beleuchtung, welche eintritt, wenn die Sonnensichel ganz schmal geworden ist, übt auf Menschen und Tiere eine tiefe Wirkung aus, die noch unvergleichlich gesteigert wird in dem Augenblick, wo die Mondscheibe ganz vor die Sonne tritt und der letzte Sonnenstrahl verschwindet.

In diesem Augenblick erscheint am bleigrauen Himmel die tief schwarze Mondscheibe, umgeben von einem mattsilbern leuchtenden Strahlenkranz, der Sonnenkorona, von dem einzelne perlfarbige Strahlen sich bis zu mehreren Sonnendurchmessern weit erstrecken. Unmittelbar am Mondrande sieht man die niedrigste rotleuchtende Schicht der Sonnenatmosphäre, die Chromosphäre, aus der sich rote Protuberanzen in phantastischen Formen bis zu großer Höhe erheben: ein Bild von unbeschreiblicher Schönheit. Starr steht der Beschauer dieser wundervollen Erscheinung gegenüber, und tiefes Schweigen herrscht ringsum in der Natur. Aber nur eine kurze Spanne Zeit, wenige Minuten, dauert dieses Naturschauspiel: Der Mond in seiner fortschreitenden Bewegung um die Erde gibt den westlichen Rand der bedeckten Sonnenscheibe wieder frei, und mit dem ersten wiederkehrenden Sonnenstrahl ist die Erscheinung vorüber.

So erhebend und großartig der ästhetische Genuß ist, den die Beobachtung dieses Naturschauspiels gewährt, so bildet dieser für den Astronomen doch nicht den Hauptreiz; vielmehr sind es wich-

tige astronomische Probleme, deren Lösung allein durch die Beobachtung totaler Sonnenfinsternisse möglich ist und die ihn veranlassen, weite Reisen und große Expeditionen zu unternehmen, um Material zur Bearbeitung dieser Forschungsaufgaben zu gewinnen.

Finsternisprobleme.

Die mit totalen Sonnenfinsternissen verknüpften Forschungsaufgaben sind astronomischer, astrophysikalischer, physikalischer und geophysikalischer Natur.

Die rein astronomischen Probleme hängen mit der Frage nach der Bewegung und Gestalt der Himmelskörper zusammen. Die Beobachtungen der Ränderberührungen von Sonne und Mond, die sogenannten Kontakte, liefern sehr genaue Daten zur ständigen Verbesserung der Elemente der Mondbahn. Um diese Berührungszeiten möglichst genau festzustellen, macht man in neuerer Zeit kinematographische Aufnahmen des Finsternisverlaufs mit Registrierung der zugehörigen Uhrzeiten.

Ein anderes, sehr wichtiges Problem betraf die Frage nach der Existenz intramerkurieller Planeten. In der Bewegung des sonnennächsten Planeten Merkur zeigt sich nämlich eine Anomalie, die man aus der störenden Einwirkung der bekannten Planeten nach dem Newtonschen Anziehungsgesetz nicht zu erklären vermochte: Das Merkurperihel bewegt sich um etwa 40″ im Jahrhundert vorwärts. Diese Bewegung läßt sich erklären, wenn man annimmt, daß innerhalb der Merkurbahn noch ein oder mehrere unbekannte Planeten vorhanden sind, die eine störende Wirkung auf die Bahnbewegung des Merkur ausüben. Solche intramerkuriellen Planeten werden aber, abgesehen von Vorübergängen vor der Sonnenscheibe, infolge ihrer Sonnennähe niemals direkt beobachtet werden können; nur während einer totalen Sonnenfinsternis, wo das Sonnenlicht den Himmel nicht erhellt, ist die Möglichkeit gegeben, solche Körper unter Umständen wahrzunehmen. Man hat deshalb schon sehr früh sowohl auf visuellem Wege als auch durch photographische Aufnahmen in der weiteren Umgebung der Sonne nach etwaigen unbekannten Planeten gesucht, aber ohne Erfolg. Aus den umfassenden photographischen Aufnahmen, welche namentlich von amerikanischen Expeditionen bei verschiedenen Finsternissen und bei der Finsternis des Jahres 1905 auch von der Hamburgischen Expedition ausgeführt worden

sind, kann man mit großer Wahrscheinlichkeit den Schluß ziehen, daß solche intramerkuriellen Planeten nicht existieren, sofern es sich um Körper handelt, die heller als Sterne 8. Größe sind.

Wenige Jahre später fand dieses Problem eine unerwartete Lösung durch Einsteins Relativitätstheorie. Nach dieser Theorie muß das Perihel des Merkur eine Bewegung von der Größenordnung erfahren, wie sie tatsächlich sich aus den Beobachtungen ergibt. Ist Einsteins Relativitätstheorie richtig, so ist dadurch das Problem der Bewegung des Merkurperihels gelöst. Nun ergeben aber gerade die totalen Sonnenfinsternisse wieder eine Möglichkeit, festzustellen, ob die Relativitätstheorie richtig ist. Wenn ein Lichtstrahl das Gravitationsfeld eines Himmelskörpers passiert, so muß er nach der Relativitätstheorie abgelenkt werden. Die Richtung, in der ein Fixstern von der Erde aus gesehen wird, muß daher verschieden sein, je nachdem die Sonne in derselben Richtung steht oder nicht. Macht man daher während einer totalen Sonnenfinsternis eine photographische Aufnahme der Umgebung der Sonne, auf welcher sich die dort stehenden Fixsterne abbilden, und vergleicht diese Aufnahme nachher mit einer anderen Aufnahme derselben Himmelsgegend, die zu einer Zeit ausgeführt ist, wo die Sonne dort nicht steht, so müssen die Örter der Fixsterne auf beiden Platten Verschiebungen gegeneinander erkennen lassen, wenn die Relativitätstheorie richtig ist. Solche Aufnahmen während totaler Finsternisse bilden daher ein untrügliches Mittel zur Prüfung der Relativitätstheorie. Bei der totalen Sonnenfinsternis vom 29. Mai 1919 haben zuerst englische Expeditionen derartige Aufnahmen ausgeführt, und die Bearbeitung dieser Aufnahmen hat in der Tat Verschiebungen entsprechend der Relativitätstheorie erkennen lassen. Doch war infolge verschiedener instrumenteller Unsicherheiten hiermit noch kein vollgültiger Beweis geliefert. Bei den Finsternissen der letzten Jahre sind daher von deutschen, englischen und amerikanischen Expeditionen derartige Aufnahmen wiederholt worden; doch haben Ungunst der Witterung und verschiedene andere Umstände bei der Mehrzahl dieser Expeditionen kein einwandfreies Resultat geliefert. Nur die Aufnahmen der Lick-Expedition in Australien bei der Sonnenfinsternis vom 21. September 1922 haben solche Verschiebungen gezeigt, die ihrer Größenordnung nach nahezu mit den von der Relativitätstheorie geforderten Werten übereinstimmen.

Wenn auch hiernach die Wahrscheinlichkeit für die Richtigkeit der Relativitätstheorie größer geworden ist, so ist es doch notwendig, durch entsprechende Aufnahmen bei den nächsten totalen Sonnenfinsternissen eine Bestätigung dieses Resultates herbeizuführen und den Verlauf der Ablenkungen über ein weites Feld festzustellen, da auch noch andere Hypothesen bestehen, die ähnliche Ablenkungen erzeugen können. Dieses Problem harrt also noch immer seiner endgültigen Lösung.

Eine weitere astronomische Aufgabe betrifft die Feststellung des Mondprofils, das heißt der Abweichungen des Mondrandes von der vollen Kreisform, wie sie durch die am Mondrand vorhandenen Gebirge veranlaßt werden. Solange der Mond erleuchtet ist, können infolge seiner großen Helligkeit solche Messungen nicht mit der erforderlichen Schärfe durchgeführt werden. Bei einer totalen Sonnenfinsternis aber projiziert sich die schwarze Mondscheibe auf den matten Hintergrund der Sonnenkorona, und es können daher auf scharfen photographischen Aufnahmen von kurzer Belichtungszeit alle Unebenheiten des Mondrandes erkannt und genau vermessen werden. Durch die Lagenänderungen der Mondkugel (Libration) wird das Mondprofil auch geändert, es sind daher Bestimmungen des Mondprofils durch Aufnahmen von verschiedenen Finsternissen und bei verschiedenen Librationen notwendig.

Neben diese rein astronomischen Finsternisprobleme tritt als wichtigstes astrophysikalisches Problem die Erforschung der Konstitution der Sonne, insbesondere der Sonnenkorona und der niedrigsten Schichten der Sonnenatmosphäre, der Chromosphäre.

Nur während der kurzen Dauer der Totalität ist der matte Strahlenkranz der Sonnenkorona sichtbar, und alle Versuche, die Korona auch außerhalb einer Sonnenfinsternis wahrzunehmen, sind bisher erfolglos geblieben. Das Aussehen und die Helligkeit der Korona ist von einer Finsternis zur anderen vollkommen verschieden.

Solange man nur auf die naturgemäß mehr oder weniger von individueller Auffassung beeinflußten Zeichnungen angewiesen war, konnte keinerlei System in dem Wechsel der Erscheinungen erkannt werden, und erst als durch eine Reihe von photographischen Aufnahmen zahlreicher Finsternisse einwandfreie Wiedergaben der Korona erhalten waren, hat man erkannt, daß ein ge-

wisser Zusammenhang zwischen dem Aussehen der Sonnenkorona und dem Fleckenzustand der Sonne besteht. Zur Zeit eines Sonnenfleckenmaximums erstreckt sich die Koronamaterie in nahezu gleichförmiger Ausdehnung rings um die Sonnenscheibe und mehr oder weniger lange Strahlen gehen nach allen Richtungen bis zum Vielfachen eines Sonnendurchmessers; zur Zeit eines Sonnenfleckenminimums dagegen ist die Korona an den Polen der Sonne nur schwach entwickelt und zeigt dort eine niedrige, fächerförmige Struktur, während sie sich senkrecht dazu in Büscheln von der ganzen Breite des Sonnendurchmessers nach beiden Seiten bis zu mehrfachen Sonnendurchmessern vom Rande entfernt. In den zwischen Sonnenflecken-Maximum und -Minimum liegenden Jahren zeigt die Korona die verschiedensten Übergangsformen.

Wenn sonach auch ein Zusammentreffen der Erscheinungen der Sonnenkorona mit der in elfjähriger Periode wiederkehrenden Häufigkeit der Sonnenflecke als erwiesen angesehen werden kann, so bedarf es doch sicher noch der Beschaffung eines umfangreicheren Materials durch die Beobachtung vieler künftiger Finsternisse, ehe der ursächliche Zusammenhang beider Erscheinungen voll erkannt werden kann. Eine Finsternis allein wird in dieser Beziehung keine wesentlichen Fortschritte bringen können, auch wenn sie unter noch so günstigen Umständen beobachtet wird; vielmehr wird es notwendig sein, die Entwicklung der Korona von Flecken-Maximum zu Flecken-Minimum und umgekehrt in allen Zwischenzeiten zu verfolgen, handelt es sich doch darum, das Gesetz dieser Erscheinung aus Momentbildern festzustellen, die um Jahre auseinander liegen.

Erschwert wird die Untersuchung auch noch dadurch, daß wir die Korona nur als flächenhafte Projektion am Himmel erblicken, während es sich in Wirklichkeit um ein räumliches Gebilde handelt.

Man unterscheidet zwischen der äußeren Korona, welche die Form der Begrenzung anzeigt und aus der die langen, spitz verlaufenden Strahlen hervorschießen, und der inneren Korona, welche die Struktur der niedrigsten Schichten in der Nähe des Sonnenrandes wiedergibt.

Die Untersuchung der inneren Korona ist besonders wichtig, da man in ihr deutlich den Zusammenhang ihrer Struktur mit den auf der Sonnenoberfläche vorhandenen Sonnenflecken und Son-

nenfackeln und auch mit den Protuberanzen erkennen kann. Durch photographische Aufnahmen der inneren Sonnenkorona bei den letzten Finsternissen hat sich gerade eine sehr interessante Beziehung zwischen Korona und Protuberanzen gezeigt. Über den Protuberanzen, bis zur vielfachen Höhe derselben, zeigen sich Hüllen und Bögen in der Korona, die auf eine unmittelbare Verknüpfung mit diesen eruptiven Gebilden auf der Sonne schließen lassen.

Für die Abbildung der äußeren Korona verwendet man mit Vorteil lichtstarke photographische Objektive von kurzer Brennweite, für photographische Aufnahmen der inneren Korona muß man dagegen Fernrohre von langer Brennweite benutzen, da nur solche die feinen Einzelheiten dieses Gebildes wiedergeben.

Seit zwei bis drei Jahrzehnten haben die von amerikanischen Sternwarten ausgesandten Expeditionen mit Fernrohren von 12 bis 18 m Brennweite sowie die Expedition der Hamburger Sternwarte mit Fernrohren von 20 und 40 m Brennweite eine wertvolle Reihe solcher Aufnahmen der inneren Korona erhalten.

Während die Gestalt der Korona von einer Finsternis zur nächsten vollständig verschieden ist, hat man jedoch während der Dauer einer einzelnen Finsternis Veränderungen bisher noch nicht mit Sicherheit feststellen können. Hierzu würde es notwendig sein, daß zwei mit annähernd gleichartigen Instrumenten ausgerüstete Expeditionen möglichst weit voneinander beobachten, am besten die eine beim Anfangspunkt der Totalitätszone, also morgens, die andere beim Endpunkt derselben, also abends. Beide Beobachtungsstationen müßten natürlich klaren Himmel haben, ein Erfordernis, das bei ihrer weiten Entfernung nur selten erfüllt ist.

Was die Natur der Sonnenkorona betrifft, so hat die Spektraluntersuchung derselben gezeigt, daß die äußere Korona ein kontinuierliches Spektrum mit Fraunhoferschen Linien zeigt. Es ist daher wahrscheinlich, daß die äußere Korona aus einzelnen festen Teilchen besteht, welche das Sonnenlicht reflektieren. In den tieferen Schichten der Korona verschwinden die Fraunhoferschen Linien; man muß daher annehmen, daß hier selbstleuchtende glühende Körper vorhanden sind. Auch erscheint hier ein helles Linienspektrum, für das eine sehr helle Linie im Grün charakteristisch ist. Es muß also hier ein glühendes Gas vorhanden sein, das man als „Coronium" bezeichnet und dessen Natur bis jetzt noch unbekannt ist, da bei irdischen Stoffen dieses Linienspek-

trum bisher nicht gefunden werden konnte. Die Intensitäten der einzelnen Linien haben sich bei den verschiedenen Finsternissen als veränderlich ergeben, wofür eine vollgültige Erklärung bisher nicht gefunden ist. Die Frage nach der physikalischen und chemischen Zusammensetzung der Sonnenkorona läßt sich zur Zeit noch nicht abschließend beantworten. Die spektralphotometrische Untersuchung der Korona ist daher auch für die Zukunft von großer Bedeutung. Ebenso wichtig ist die photometrische Untersuchung der Koronahelligkeit und ihrer Abnahme nach außen sowie die Ausführung von Polarisationsmessungen zur Feststellung des Anteils an reflektiertem Sonnenlicht im Koronalicht.

Eine zweite Hauptgruppe von astrophysikalischen Untersuchungen bei totalen Sonnenfinsternissen umfaßt die spektrale Untersuchung der niederen Schichten der Sonnenatmosphäre, der sogenannten Chromosphäre. Das Spektrum der Sonnenoberfläche, der Photosphäre, ist ein kontinuierliches Spektrum mit dunklen Absorptionslinien (Fraunhoferschen Linien). Hieraus geht hervor, daß der Sonnenkern selbst ein glühender Körper ist, der ein rein kontinuierliches Spektrum entsendet, und der umgeben ist von einer glühenden Gashülle, die ihrerseits selbst ein helles Linienspektrum aussendet, das von den Elementen abhängt, welche die Sonnenatmosphäre zusammensetzen. Zu gewöhnlichen Zeiten läßt sich das Spektrum der Chromosphäre, auch am Sonnenrand, nicht von dem kontinuierlichen Spektrum der Sonnenphotosphäre trennen, da die Dicke der Chromosphäre nur eine Bogensekunde beträgt. Anders aber bei einer totalen Sonnenfinsternis. In dem Augenblick, wo die Mondscheibe bei ihrem Vorrücken die Sonnenscheibe gerade bedeckt, wird die Chromosphäre als äußerst dünne rote Schicht dem Beobachter sichtbar, und das Spektrum erscheint als ein reines Linienspektrum mit einer Fülle von hellen Linien, die den Elementen entsprechen, aus denen die Chromosphäre besteht. Aber nur wenige Sekunden ist dieses Linienspektrum zu sehen, denn beim weiteren Vorrücken der Mondscheibe wird auch die dünne Chromosphärenschicht bedeckt, ihr Linienspektrum verschwindet, und nur die aus der Chromosphäre in höhere Schichten aufsteigenden Protuberanzen können in dem ihnen eigenen Linienspektrum noch erkannt werden.

Wegen des äußerst schnellen, blitzartigen Aufleuchtens der hellen Linien des Chromosphärenspektrums bezeichnet man dies

Spektrum gewöhnlich als „Flash"(Blitz)-Spektrum. Die Untersuchung dieses Flashspektrums erstreckt sich sowohl auf die Bestimmung der Wellenlängen der einzelnen Linien als auch besonders auf die Bestimmung ihrer relativen Helligkeiten und ihrer Verteilung in den verschiedenen Schichten der Sonnenatmosphäre. Aus dem gewonnenen Beobachtungsmaterial lassen sich wichtige Schlüsse sowohl über die chemische Zusammensetzung der Sonnenatmosphäre als auch über den physikalischen Zustand der betreffenden Elemente ableiten.

Für die Ausführung dieser Beobachtungen verwendet man entweder eine Prismenkamera, das heißt ein photographisches Fernrohr mit einem vor das Objektiv gesetzten Prisma, oder einen Spektralapparat mit Spalt in der Brennebene eines photographischen Fernrohrs.

Mit der Prismenkamera erhält man ein Gesamtbild der ganzen sichtbaren Chromosphäre, und zwar in allen Linien des Chromosphärenspektrums. Für gewöhnlich bildet sich beim Beginn der Totalität der östliche Teil der Chromosphäre in sichelförmiger Gestalt ab, beim Ende der Totalität der westliche in gleicher Weise; nur bei Finsternissen von sehr kurzer Dauer, bei welchen der Monddurchmesser nur wenig größer als der Sonnendurchmesser ist, wie es bei der Finsternis vom 29. Juni 1927 der Fall war, erscheint die Chromosphäre als fast geschlossener Ring.

Bei Verwendung von Spektrographen mit Spalt kann das Spektrum der Chromosphäre nur an einem begrenzten Teil des Sonnenrandes untersucht werden, doch ist diese Art der Beobachtung für Bestimmung genauer Wellenlängen und für spektralphotometrische Untersuchungen besonders empfehlenswert.

Beide Methoden der spektralen Untersuchung der Chromosphäre ergänzen sich also in zweckmäßiger Weise.

Auch das Studium der Protuberanzen, die aus glühenden Wasserstoff-, Helium-, Kalzium- und anderen Dämpfen bestehen, wird durch die spektrale Beobachtung während einer totalen Finsternis wesentlich gefördert, da man hier ihr Abbild in allen überhaupt auftretenden Linien erhält, während man bei der üblichen spektographischen Verfolgung der Protuberanzen außerhalb einer Finsternis auf die hellen Linien des Wasserstoffs und Kalziums beschränkt ist.

In geophysikalischer Hinsicht bieten totale Sonnenfinsternisse

gleichfalls manche interessante Erscheinungen. Es sei hier nur auf die sogenannten „fliegenden Schatten" hingewiesen, welche beim Beginn und beim Ende der Totalität auf dem Erdboden sichtbar werden und sich mit wechselnder Geschwindigkeit nach verschiedenen Richtungen schnell fortbewegen; ferner auf die während einer Finsternis eintretenden Variationen des Erdmagnetismus, auf die Änderungen der Licht- und Wärmestrahlung während einer Finsternis, auf die Veränderung der Luftelektrizität, auf den sehr merkwürdigen Einfluß hinsichtlich der Ausbreitung der Radiowellen und auf mancherlei andere Strahlungsvorgänge.

Finsternis-Expeditionen.

Im allgemeinen tritt für die Erde in jedem Jahre eine totale Sonnenfinsternis ein; jedoch ist dieselbe nur auf einem schmalen Streifen der Erdoberfläche sichtbar, nämlich dort, wo der Kernschatten des Mondes die Erdoberfläche trifft. Infolge der wechselnden Entfernung des Mondes von der Erde ist der Querschnitt des Kernschattens an der Erdoberfläche verschieden und damit auch die Breite der Totalitätszone und die Dauer der Totalität. Die Totalität kann im Maximum eine Dauer von 8 Minuten erreichen, und in diesem Fall hat die Totalitätszone eine Breite von etwa 270 km. Die Mehrzahl der totalen Sonnenfinsternisse hat aber eine Totalitätsdauer von nur 2 bis 3 Minuten und eine Breite der Totalitätszone von wenig mehr als 100 km. Es ist also nur ein sehr schmales Gebiet der Erdoberfläche, von dem aus eine Sonnenfinsternis als totale sichtbar ist. Bei etwa der Hälfte aller überhaupt eintretenden totalen Sonnenfinsternisse verläuft aber die Totalitätszone ganz oder zum größten Teil über den Ozean oder über die Polargegenden, wo eine wissenschaftliche Beobachtung der Finsternis in größerem Ausmaß ausgeschlossen ist. Daher bietet sich nur etwa alle 2 bis 3 Jahre die Gelegenheit, eine totale Sonnenfinsternis an einigermaßen zugänglichen Punkten der Erdoberfläche und zu günstiger Tageszeit zu beobachten.

Als weiterer unter Umständen ungünstiger Faktor für eine wissenschaftliche Beobachtung totaler Sonnenfinsternisse ist schließlich noch der Witterungszustand des Beobachtungsortes zur Totalitätszeit in Rechnung zu stellen: eine kleine Wolke oder auch schon ein dünner Wolkenschleier, der die Sonne während der Zeit

der Totalität verhüllt, kann jede erfolgreiche astronomische Beobachtung dieser seltenen Erscheinung vereiteln.

So kommt es, daß während der letzten fünfzig Jahre insgesamt kaum eine Stunde günstiger Beobachtungszeit für die wissenschaftliche Verfolgung dieses astronomischen Phänomens zur Verfügung gestanden hat und die Lösung der hiermit verknüpften Probleme nur langsame Fortschritte machen kann.

Aus diesen Gründen entsenden fast alle Kulturnationen, wenn eine günstige totale Sonnenfinsternis bevorsteht, gut ausgerüstete Expeditionen in das Gebiet der Totalitätszone. Besonders haben nordamerikanische und englische Sternwarten solche Expeditionen unternommen und, zum Teil mit Unterstützung ihrer Kriegsmarine, weit entlegene Gegenden aufgesucht. Seit Anfang dieses Jahrhunderts haben auch deutsche Sternwarten, namentlich Berlin, Göttingen, Hamburg, Kiel und Potsdam, sich an diesen Untersuchungen beteiligt und wiederholt Sonnenfinsternisexpeditionen ausgesandt.

Im allgemeinen lassen sich die Expeditionen bei der Auswahl ihres Beobachtungsortes durch die eingeholten Erkundigungen über die meteorologischen Verhältnisse, insbesondere über den mittleren Bewölkungszustand, und die bequeme Zugänglichkeit (Schiff, Eisenbahn usw.) der in Frage kommenden Orte leiten und wählen in der Regel diejenige Gegend, die in dieser Hinsicht die günstigsten Aussichten bietet. So kommt es denn häufiger vor, daß die von verschiedenen Ländern ausgehenden Expeditionen ihre Beobachtungsstationen an einem und demselben Ort oder doch wenigstens nahe beieinander errichten. Ein solches Vorgehen ist aber durchaus nicht empfehlenswert, da in diesen Fällen eine einzige Wolke unter Umständen fast allen Expeditionen einen Mißerfolg bringen kann (wie z. B. 1914 in Feodosia), während in anderen Gegenden der Totalitätszone, die nicht besetzt waren, klares Wetter herrscht. Es empfiehlt sich daher, die einzelnen Beobachtungsorte möglichst auf weite Gebiete der Totalitätszone zu verteilen. Bei den jetzigen Verkehrsverhältnissen, wo fast überallhin Schiffsverbindung bis zur Küste und Automobiltransport im Lande möglich ist, läßt sich dieser Bedingung noch leichter genügen als in früheren Zeiten. Auch ist die Wahl eines höher gelegenen Ortes im Innern des Landes der eines Küstenpunktes vorzuziehen, da im Innern im

allgemeinen ruhigere und durchsichtigere Luft angetroffen wird als an der Küste.

Von den totalen Sonnenfinsternissen des laufenden Jahrhunderts sind bisher die folgenden durch größere Expeditionen beobachtet worden:

Datum	Totalitätsdauer	Beobachtungsorte
1900 Mai 28	2 Min.	Nordamerika, Spanien
1901 Mai 18	6½	Sumatra
1905 August 30	3½	Spanien, Nordafrika
1912 Oktober 10	1½	Südamerika
1914 August 21	2	Skandinavien, Rußland
1916 Februar 3	2½	Venezuela
1918 Juni 8	2½	Nordamerika
1919 Mai 29	7	Brasilien, Westafrika
1922 September 21	6	Indischer Ozean, Australien
1923 September 10	3½	Mexiko
1925 Januar 24	2½	Nordamerika, Atlantischer Ozean
1926 Januar 14	4	Ostafrika, Sumatra
1927 Juni 29	½	England, Skandinavien

Die Hamburgische Sonnenfinsternisexpedition nach Lappland im Juni 1927.

Die Hamburger Sternwarte, die bereits im Jahre 1860 eine Sonnenfinsternisexpedition nach Castellon de la Plana (Spanien) entsandt hatte, hat sich seit 1905 wieder mehrfach an der Beobachtung totaler Sonnenfinsternisse beteiligt.

Dank der Munifizenz des Hamburgischen Staates und der Zuwendung von seiten privater Gönner erhielt die Sternwarte für die Beobachtung der am 30. August 1905 eintretenden totalen Sonnenfinsternis eine Ausrüstung mit modernen Finsternisinstrumenten, die hauptsächlich für das Studium der Korona bestimmt waren. Das Hauptinstrument war ein horizontal gelagertes Fernrohr von 20 m Länge, das in Verbindung mit einem Zölostaten Photographien der inneren Sonnenkorona in großem Maßstabe (Sonnendurchmesser = 20 cm) auf Platten 80×80 cm aufzunehmen gestattete. Auch ein großes Doppelfernrohr zur Nachforschung nach etwaigen intramerkuriellen Planeten und verschiedene kleinere Fernrohre wurden damals beschafft. Mit dieser

Ausrüstung hat die 1905 nach Souk-Ahras (Algerien) entsandte Expedition sehr gute Aufnahmen erhalten.

Zur Beobachtung der Sonnenfinsternis am 14. Januar 1907 wurde mit der gleichen Ausrüstung eine Expedition nach Dshisak (Turkestan) ausgesandt, die aber wegen bewölkten Himmels keine Resultate erhielt.

Zur Finsternis des 21. August 1914 wurde die instrumentelle Ausrüstung erheblich erweitert, besonders durch ein für Koronaaufnahmen in noch größerem Maßstab bestimmtes Fernrohr von 40 m Länge. Die Expedition, die Stary-Krym auf der Halbinsel Krim als Beobachtungsort gewählt hatte, war gerade mit dem Aufbau der Instrumente beschäftigt, als der Ausbruch des Weltkrieges die Durchführung der Beobachtungen unmöglich machte. Die Expeditionsteilnehmer konnten nur zum Teil nach Deutschland zurückkehren; ein Teil verblieb bis zum August 1915 in russischer Gefangenschaft. Auch die Instrumente mußten zurückbleiben, und erst 1922 kam ihr größter Teil wieder in unseren Besitz.

1923 beteiligte sich die Hamburger Sternwarte gemeinsam mit dem Potsdamer Astrophysikalischen Observatorium an der auf Einladung der mexikanischen Regierung unter Leitung von Professor Ludendorff entsandten deutschen Expedition nach Mexiko. Auch hier war das Wetter der Expedition günstig, und mit dem 20 m-Rohr konnten bei der Finsternis am 10. September 1923 in Pasaje (Durango) vortreffliche Aufnahmen der Sonnenkorona erhalten werden.

Die am 24. Januar 1925 eintretende totale Sonnenfinsternis war auf dem Festland nur an der Ostküste Nordamerikas am frühen Morgen bald nach Sonnenaufgang sichtbar. Da unter diesen Umständen dort nur wenig Aussicht auf günstige Witterung vorhanden war, entschlossen wir uns zu dem Versuch, die Finsternis auf dem Atlantischen Ozean zu beobachten, und schifften uns auf dem Frachtdampfer „Liguria" der Hamburg-Amerika-Linie ein, um die Totalitätszone am Finsternistage mitten auf See zu erreichen. Der Versuch gelang: zur Finsterniszeit war klares Wetter, und wir konnten mit kleineren Kameras gute Aufnahmen der Korona erhalten.

Auch an der Beobachtung der letzten totalen Sonnenfinsternis vom 29. Juni 1927 hat sich die Hamburger Sternwarte dank einer Bewilligung des hamburgischen Staates beteiligen können, und

es mag hier etwas ausführlicher über diese Expedition berichtet werden.

Die Totalitätszone begann in der Irischen See, überquerte Nordengland und die Nordsee, erreichte bei Stavanger die norwegische Küste und lief über Skandinavien zum Weißen Meere hin. In England trat die Totalität somit kurz nach Sonnenaufgang ein, und ihre Dauer betrug nur etwa 25 Sekunden; in Norwegen und namentlich in Nordschweden gestalteten sich die Verhältnisse insofern günstiger, als die Sonne bereits höher über dem Horizont stand und auch die Totalitätsdauer bis auf 44 Sekunden wuchs. Am leichtesten erreichbar waren das norwegische Küstengebiet und in Schweden die Gegenden bei Åre und bei Gellivare, wo die Eisenbahnen von Stockholm nach Trondhjem und von Luleå nach Narvik die Totalitätszone schnitten.

Wir beabsichtigten, in der Gegend von Gellivare unsere Beobachtungsstation zu errichten, da auch die meteorologischen Auskünfte über jene Gegend günstig lauteten. Als während der Vorbereitung der Expedition bekannt wurde, daß gerade in Gellivare und seiner nächsten Umgebung eine größere Anzahl anderer Expeditionen, so aus Göttingen und Kiel, aus Schweden, Holland, Rußland, Estland, Polen u. a. m., sich niederlassen wollten, gaben wir unsern ersten Plan auf und wählten den etwa 100 km südwestlich gelegenen Ort Jokkmokk als Stationsort, der auch überdies den Vorteil bot, daß er fast genau auf der zentralen Linie der Totalitätszone lag.

Das Programm der Expedition bestand in erster Linie wieder in photographischen Aufnahmen der Sonnenkorona, und zwar der inneren und der äußeren Korona, mit Fernrohren von verschieden langer Brennweite. Für die Aufnahmen der inneren Korona wurde das horizontal gelagerte Fernrohr mit Zeißschem Objektiv von 160 mm Öffnung und 20 m Brennweite benutzt, dem die Lichtstrahlen durch einen Zölostaten mit 200 mm-Planspiegel zugeführt wurden. Da in Jokkmokk die Dauer der Finsternis 41 Sekunden betrug, konnten nur kurze Aufnahmen in Frage kommen und daher nur ein Abbild der innersten Korona mit diesem Rohr erhalten werden. Unter diesen Umständen erschien die Verwendung von Platten 50×50 cm als ausreichend. Wir entschlossen uns, zwei Aufnahmen während der Totalität mit diesem Rohr auszuführen: eine von 1 Sekunde Belichtungsdauer, welche die

Chromospäre und etwa vorhandene Protuberanzen festhalten sollte, eine andere von 20 Sekunden Belichtungsdauer zur Aufnahme der Korona selbst. Durch passende Anordnung der beiden mit Rolljalousie versehenen Kassetten auf einem gemeinsamen Rahmen wurde ein schneller Wechsel beider Kassetten ermöglicht.

Für die Aufnahmen der äußeren Korona wurde ein anderes horizontal gelagertes Rohr mit Zeißschem Triplet von 100 mm Öffnung und 3,65 m Brennweite, gleichfalls in Verbindung mit einem Zölostaten, bestimmt. Auch verschiedene kleinere Kameras sollten dem gleichen Zwecke dienen.

Weiterhin sollte zum erstenmal der Versuch gemacht werden, auch einen Hohlspiegel zur Aufnahme der Korona zu benutzen. Unsere Sternwarte besitzt zwei vortreffliche, von dem Optiker B. Schmidt hergestellte Hohlspiegel von 11 und 30 m Brennweite, und wir entschlossen uns, den 11 m-Spiegel (Durchmesser 55 cm) mit auf die Expedition zu nehmen. Der zugehörige Zölostat wurde mit einem Planspiegel von 40 cm Öffnung ausgerüstet und durch ein Wasseruhrwerk angetrieben. Auch mit diesem Instrument sollten zwei Aufnahmen von 1 und 20 Sekunden Belichtungsdauer, und zwar nebeneinander auf einer Platte von 50×50 cm, ausgeführt werden.

Ferner wurde die Aufnahme des Spektrums der Chromosphäre (Flash-Spektrum) und der Korona in das Programm aufgenommen. Hierfür diente ein gleichfalls horizontal gelagertes Fernrohr von 100 mm Öffnung und 3,65 m Brennweite, das mit einem Objektivprisma von 60° brechendem Winkel und mit Zölostat versehen war. Zur Aufnahme der Spektren wurde ein Film von 50 cm Breite und 2 m Länge bestimmt, für dessen Abwicklung eine in unserer Werkstatt hergestellte Rollkassette von besonderer Konstruktion diente.

An der Expedition nahmen teil: Prof. Schorr, Dr. Baade, der Optiker B. Schmidt und der Schlosser Fitschen; außerdem wurde in Aussicht genommen, daß kurz vor der Finsternis noch einige andere Astronomen unserer Sternwarte nach Jokkmokk nachkommen sollten.

Die Hinreise erfolgte auf dem Seewege von Emden nach Narvik mit dem Dampfer „Frigga" der Seereederei Frigga in Hamburg, welche sich in entgegenkommender Weise zu kostenloser Beförde-

rung der Expeditionsteilnehmer und der umfangreichen instrumentellen Ausrüstung (Gesamtgewicht 5000 kg) erboten hatte.

Die Expedition traf am 8. Juni in Narvik ein und fuhr sogleich mit der Lapplandbahn nach Murjek weiter, wo sie in der Frühe des 9. Juni ankam. Von Murjek ist Jokkmokk 63 km entfernt und mit Automobil auf guter Landstraße schnell erreichbar. Der Waggon mit unserer Ausrüstung war dank dem Entgegenkommen der Bahnverwaltung in Narvik an den Schnellzug angehängt worden und traf, nachdem auch die schwedische Zollbehandlung während des Zugaufenthaltes in Kiruna schnell und glatt erledigt war, mit uns zusammen in Murjek ein. Als wir eine halbe Stunde nach unserer Ankunft Murjek verließen, begann bereits die Ausladung unserer Kisten für den Automobiltransport nach Jokkmokk.

Jokkmokk ist seit altersher Mittelpunkt und Kirchdorf des Lappenbezirkes und hat als solches jahrhundertelang eine bedeutende Rolle gespielt, da sich hier der ganze Handel der im Winter aus dem Gebirge zurückkehrenden Lappen abwickelte. Wir hatten damit gerechnet, hier ein altes Dorf mit kleinen Häusern zu finden, und waren sehr erstaunt, als wir bei unserer Ankunft einen städtisch angelegten Ort mit breiten Straßen und durchweg neuen großen Häusern vorfanden, von denen uns besonders die am Eingang des Ortes errichtete große Volksschule mit ihrem Schulgarten auffiel. Sofort kam der Gedanke, daß dieser Platz sich für die Errichtung unserer Beobachtungsstation wohl sehr gut eignen würde. Nachdem wir im Gasthof Quartier belegt hatten, begaben wir uns sogleich auf die Suche nach einem passenden Stationsplatz. Es zeigte sich, daß in der Tat der Schulgarten am besten war: während in der Umgebung, wie in ganz Lappland, der Boden sumpfig war, war dieser Platz vollkommen trocken. Auch war er ringsum eingezäunt, und im Schulhause selbst war, da gerade Schulferien waren, genügend Raum für das Auspacken und Aufbewahren der feineren Apparate und Instrumententeile unserer Ausrüstung sowie für die Einrichtung einer Dunkelkammer vorhanden. Der Vorstand des Schulkuratoriums erklärte sich in liebenswürdiger Weise sogleich bereit, uns den Schulgarten und die freien Räume des Schulhauses zur Verfügung zu stellen, so daß wir bereits eine Stunde nach unserer Ankunft in uneingeschränktem Besitz eines vorzüglichen Stationsplatzes waren. Um $10^1/_2$ Uhr traf das erste Lastautomobil mit einem Teil unserer

Ausrüstung von Murjek ein, und am späten Abend war schon die ganze Ausrüstung von etwa 40 großen Kisten auf unserem Stationsplatz angefahren.

Am gleichen Tage begannen sofort die Vorbereitungen für die Errichtung der Station. Durch Sonnenbeobachtungen mit dem Theodoliten wurden Meridianlinie und Azimutrichtungen für die verschiedenen Instrumente festgelegt.

An den nächsten Tagen begann das Auspacken der einzelnen Teile unserer Ausrüstung und der Aufbau unserer Instrumente. Das Wetter war dieser Arbeit sehr günstig, wenn es auch ziemlich kühl war. Die Vegetation war noch weit zurück: an den Birken kamen die ersten grünen Blättchen hervor. Die Brunnen waren noch gefroren, und aus einem Eismantel wurde das Schmelzwasser geschöpft.

Zunächst wurde die Aufstellung des 20 m-Rohrs in Angriff genommen. Auf den Bau von gemauerten Instrumentpfeilern für Objektive und Zölostaten verzichteten wir, da deren Herstellung längere Zeit in Anspruch genommen und hier im Lande des Holzbaus auch größere Kosten verursacht hätte. Wir ließen kräftige hölzerne Böcke herrichten, die bis zu $^1/_2$ m in die Erde eingegraben wurden und so ein genügend sicheres Fundament bildeten, auf dem Objektive und Zölostaten ihre Aufstellung finden konnten. Für das 20 m-Fernrohr wurde aus Pfählen, die in den Boden getrieben wurden, und aus aufgelegten Brettern eine 18 m lange Unterlage hergestellt, auf welche 10 quadratische Holzrahmen in gegenseitigem Abstand von je 2 m aufgesetzt und an den 4 Ecken durch eiserne Winkelschienen miteinander verbunden wurden. Auf jeden Rahmen kam dann noch ein flacher hölzerner Giebel. Dieses Gerippe für das Fernrohr wurde auf allen 4 Seiten mit Eisendraht bespannt und dann mit wasserdichtem Ruberoidleinen umkleidet, welches die Ruberoidwerke in Hamburg für uns besonders hergestellt und uns kostenlos zur Verfügung gestellt hatten. Vorn setzte sich an dieses Rohr ein kleiner Holzkasten an, der durch einen Balg mit dem Objektivbrett in Verbindung stand, so daß das Objektivende zur Fokussierung etwas verschoben werden konnte. Am anderen Ende des Fernrohrs befand sich, durch einen größeren Balg mit dem letzten Fernrohrrahmen verbunden, der 2 m breite Kassettenrahmen, der mittels Zahn und Trieb zwecks genauer Fokussierung leicht bewegt werden konnte. In die-

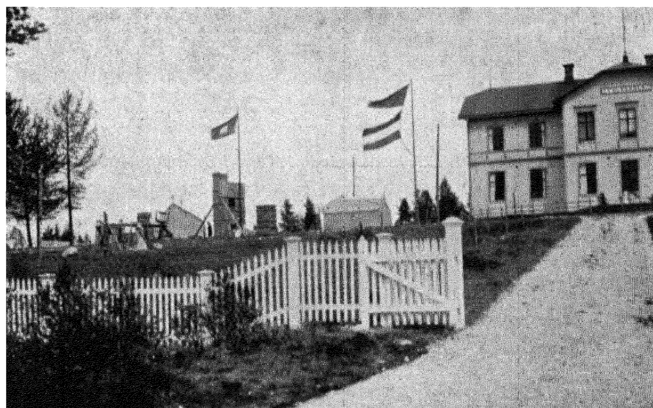


Abb. 1. Beobachtungsstation der Hamburgischen Sonnenfinsternis-Expedition in Jokkmokk (Lappland), 1927 Juni

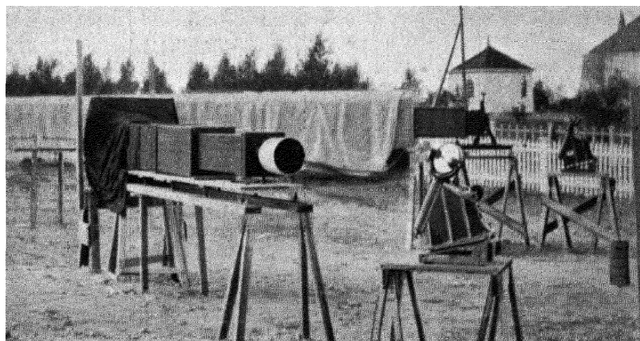


Abb. 2. 20 m-Rohr und Prismen-Kamera

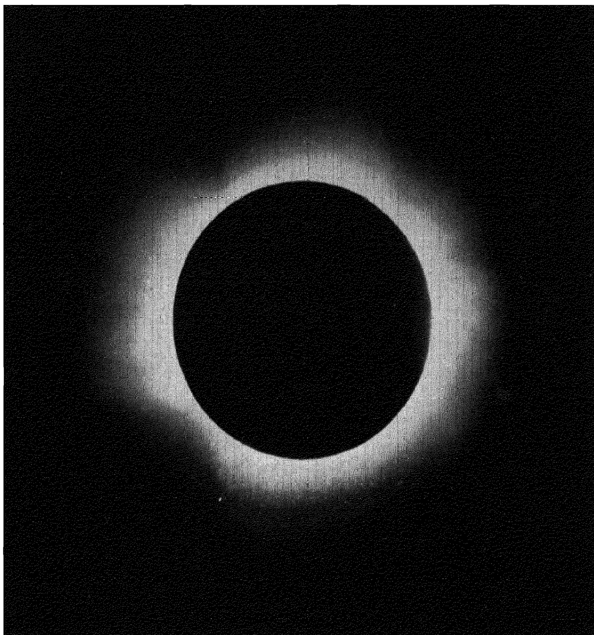


Abb. 3. Totale Sonnenfinsternis 1927 Juni 1929
Innere Sonnen-Korona, Aufnahme mit dem 11 m-Spiegel

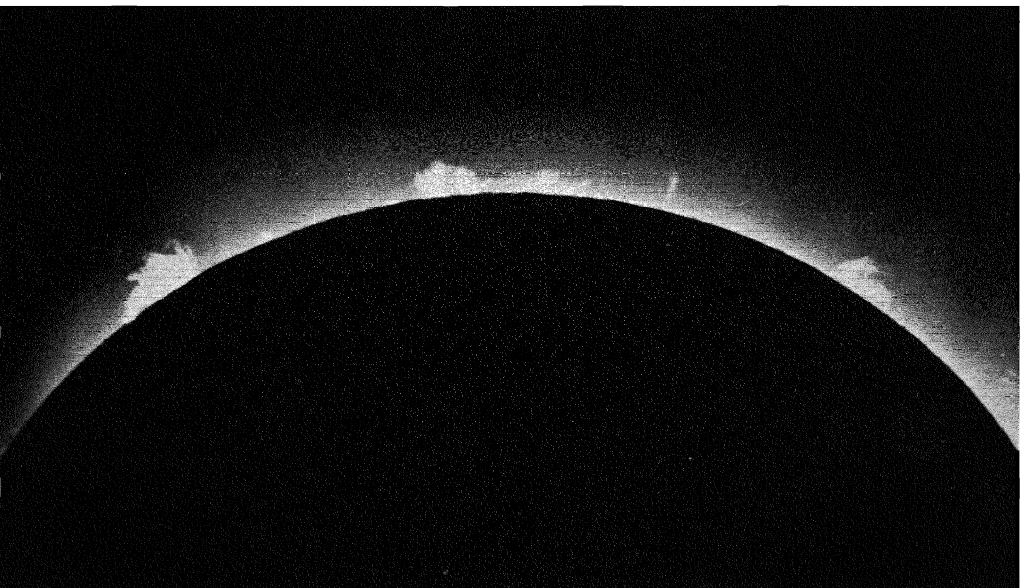


Abb. 4. Totale Sonnenfinsternis 1927 Juni 1929. Protuberanzen und Chromosphäre, Aufnahme mit dem 20 m-Rohr

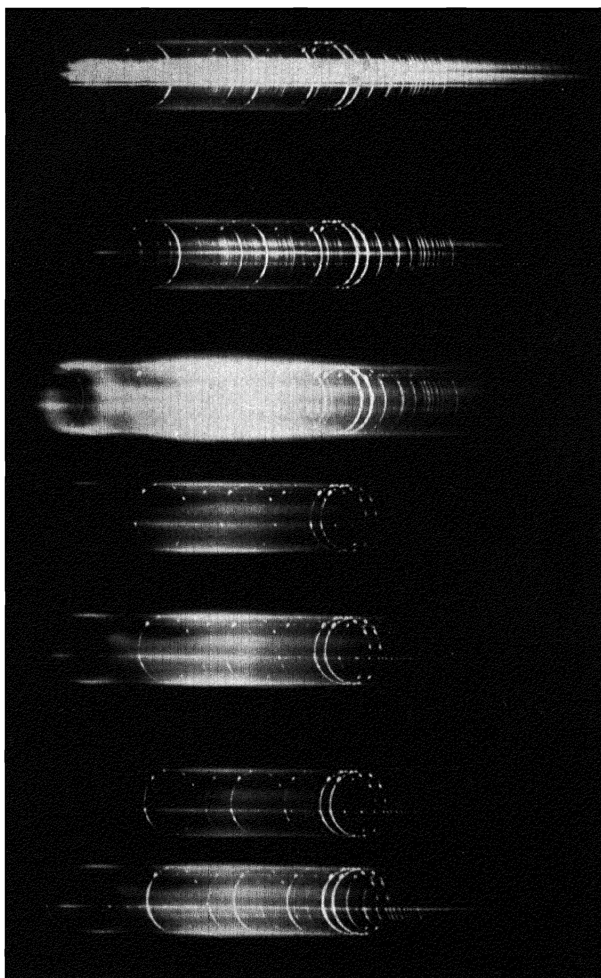


Abb. 5. Totale Sonnenfinsternis 1927 Juni 1929
Flash- und Korona-Spektren, Aufnahmen mit der Prismen-Kamera

sen Kassettenrahmen konnten eine Mattscheibe 50×50 cm oder zwei Rolljalousiekassetten für Platten 50×50 cm nebeneinander eingesetzt werden.

Die Belichtung selbst erfolgte nach dem Öffnen der Rolljalousie durch Aufklappen eines vor dem Objektiv angebrachten Klappdeckels, der durch ein 20 m langes Drahtseil mit einem kleinen Gewichtshebel am Kassettenende in Verbindung stand; durch Umlegen des Hebels ließ sich von dort aus der Klappdeckel öffnen und schließen.

Auch die Feineinstellung des vor dem Objektiv aufgestellten Zölostaten konnte vom Kassettenende aus durch Anziehen einer Schnur ohne Ende geschehen, so daß das Sonnenbild mitten auf der Mattscheibe eingestellt werden konnte.

Das eigentliche Rohr stand ungeschützt im Freien. Die Ruberoid-Umkleidung war vollkommen wasser- und lichtdicht. Das Objektivende und der Zölostat wurden durch übergelegte wasserdichte Planen geschützt, und über dem Kassettenende wurde ein Zelt von $3^1/_2 \times 5$ m Bodenfläche errichtet.

In ähnlicher Weise wurde das 4 m-Rohr und die Prismenkamera aufgestellt. Für die kleineren Kameras wurde eine behelfsmäßig hergerichtete hölzerne Polarachse gebaut, an welche die Kameras angeschraubt wurden. Die Drehung dieser Achse, entsprechend der täglichen Bewegung des Himmels, wurde durch ein kleines Wassertriebwerk bewirkt.

Eine wesentlich andere Aufstellung fand das Spiegelfernrohr, dessen Absehenslinie gleichfalls horizontal lag. Während die bisher erwähnten Fernrohre nahezu in der Meridianlinie aufgestellt waren, wurde das Spiegelfernrohr in die Richtung Ost—West gestellt. Als Fundament für den Hohlspiegel diente eine große Transportkiste, die durch hölzerne Streben versteift wurde.

Die Drehung des Zölostaten erfolgte gleichfalls durch ein einfaches Wassertriebwerk. Im Boden einer 3 m langen mit Wasser gefüllten Wanne war ein regulierbarer Abfluß angebracht, und der in der Wanne befindliche Schwimmer stand durch einen 4 m langen hölzernen Arm in Verbindung mit der Achse des Zölostaten und drehte so bei seinem Niedersinken die Zölostatenachse mit der für ein Stillstehen des vom Hohlspiegel reflektierten Lichtstrahls erforderlichen Geschwindigkeit.

Die vom Planspiegel des Zölostaten auf den Hohlspiegel reflek-

tierten Sonnenstrahlen wurden von diesem in seiner Brennebene in 11 m Entfernung zu einem Sonnenbilde von 10 cm Durchmesser vereinigt.

Zum Schutze der in der Brennebene aufgestellten photographischen Platte gegen das diffuse Himmelslicht wurde ein viereckiges Holzrohr von etwa 3 m Länge vor dem Kassettenrahmen horizontal aufgestellt und mit einer Belichtungsklappe versehen. Um auch das aus der Umgebung des Planspiegels herrührende Seitenlicht abzuhalten, wurde ein Schutzraum um den Hohlspiegel durch innen schwarz gestrichene Kisten aufgebaut.

Da auch mit dem Spiegelfernrohr zwei Aufnahmen gemacht werden sollten, und zwar auf einer Platte 50×50 cm, wurde die Kassette in ihrem Rahmen verschiebbar angeordnet.

Während in der ersten Woche die Witterung für die Ausführung der geschilderten Arbeiten günstig war, trat danach kälteres und regnerisches Wetter ein und behinderte die Fortführung der Aufbauarbeiten erheblich. Mit dem 24. Juni wurde das Wetter wieder besser: es war fast dauernd klar und sehr warm, und die Vegetation entwickelte sich in außerordentlich schneller Weise. Gleichzeitig hiermit kam aber auch die charakteristische Sommerplage Lapplands: unzählige Schwärme von Mücken, die alles überfielen und uns bei unseren Arbeiten im Freien gewaltig zerstachen, was überaus lästig und unangenehm war.

Infolge des guten Wetters konnten nunmehr alle Einrichtungen rechtzeitig fertiggestellt und die Justierung der Instrumente beendet werden.

Jokkmokk liegt unter 66° 36′ nördlicher Breite, also eben nördlich des Polarkreises. Wir befanden uns also in dieser Zeit im Gebiet der Mitternachtssonne und es war daher nicht möglich, wie sonst bei Finsternisexpeditionen, die Justierung und Fokussierung der Instrumente bei Nacht mit Hilfe von Sternen auszuführen. Wir mußten uns hierfür auf die Sonne als einzig sichtbaren Himmelskörper beschränken. Für die Justierung der Zölostaten konnte auch die im Theodolitfernrohr noch sichtbare Venus herangezogen werden.

Wenn sonach diese erforderlichen Justierungsarbeiten auch umständlicher waren, so konnte doch alles rechtzeitig durchgeführt werden, und am Finsternistage war alles in bester Ordnung.

Außer den genannten Instrumenten wurden für die Beob-

achtung der Zeiten des Beginns und des Endes der Finsternis noch kleinere Fernrohre und ein Chronograph aufgestellt, auf dem auch die Zeiten, zu denen die Aufnahmen an den verschiedenen Instrumenten ausgeführt wurden, sich selbsttätig aufzeichneten. Auch ein Hilfspendel wurde aufgestellt, das bei Beginn der Totalität in Schwingungen versetzt wurde und auf elektrischen Zifferblättern an den einzelnen Instrumenten den Beobachtern anzeigte, wieviel Sekunden seit Beginn der Totalität verflossen waren.

Zur Ermittlung der genauen Zeit war eine drahtlose Empfangsstation eingerichtet worden, mit der das Nauener Zeitsignal aufgenommen werden konnte.

Zwei Tage vor der Finsternis kamen von unsrer Sternwarte aus Bergedorf noch Dr. Messow, Dr. Kruse und Dr. Larink sowie der Oberlehrer Dr. Nevermann, um bei der Bedienung der verschiedenen Instrumente mitzuwirken. Auch der amerikanische Astronom Dr. Luyten von der Harvard-Sternwarte in Cambridge traf ein, um sich an unseren Beobachtungen zu beteiligen.

Am Tage vor der Finsternis wurde eine allgemeine Probe abgehalten, bei der alles gut funktionierte.

Die Finsternis begann in Jokkmokk am 29. Juni früh um 5^h45^m, die Totalität um 6^h45^m und sollte nach der Vorausberechnung eine Dauer von 41^s haben. Das Ende der Finsternis war um 7^h49^m mitteleuropäischer Zeit. Von 4 Uhr morgens ab waren wir bei unseren Instrumenten anwesend, um die letzten Vorbereitungen zu treffen. Der Himmel war vollkommen klar und durchsichtig, und wir sahen dem kommenden Naturschauspiel daher freudig entgegen. Auch beim ersten Kontakt war der Himmel noch vollkommen wolkenlos; bald nachher aber kamen einzelne Haufenwolken von NO auf, die sich über den Himmel verteilten. Mit der Annäherung an die Totalität wurden die Wolken zahlreicher, doch waren sie in kleinen Gruppen über den Himmel zerstreut und ließen große Teile desselben frei (Bewölkung 3). Kurz vor der Totalität schien es fast, als wenn eine nicht weit von der Sonne stehende Stratokumulus-Wolke im entscheidenden Augenblick die Sonne verdecken würde; glücklicherweise trat dies jedoch nicht ein: Die nur langsam ziehende Wolke erreichte die Sonne nicht, und die Sonne blieb während der ganzen Totalität vollkommen wolkenfrei.

Der Beginn der Totalität rückte immer näher. Jeder der Beobachter stand in gespannter Erwartung auf seinem Posten und wartete auf das verabredete Signal, bei dem er seine Aufnahmen beginnen sollte. Das Tageslicht nahm schnell ab, und die in der Umgebung des Schulplatzes versammelte Menge verharrte in andachtsvollem Schweigen. Wir verfolgten an einem projizierten Sonnenbild das Abnehmen der Sonnensichel. Als dieselbe ganz schmal geworden war, trat das als „Perlschnur" bekannte Phänomen ein: Infolge der Unebenheiten des Mondrandes zerfiel die Sichel in mehrere Stücke. In diesem Augenblick wurde für den Beobachter an der Prismenkamera das Signal zum Beginn der Flash-Aufnahmen gegeben. Wenige Sekunden später verschwand auch die letzte Spur des Sonnenlichtes, und jetzt begannen nach dem verabredeten Signal die Aufnahmen an den einzelnen Instrumenten. 25 Sekunden nach Beginn der Totalität erfolgte ein zweites Signal zur Beendigung der Aufnahmen. Wir wollten die Aufnahmen nicht länger fortsetzen: Einerseits wurde dadurch die Sicherheit gegeben, daß bei einer etwa kürzeren Dauer der Totalität das wiederkehrende Sonnenlicht die Aufnahmen nicht verderben würde, und andererseits hatten hierdurch alle Beobachter während der letzten Sekunden der Totalität die Möglichkeit, das herrliche Schauspiel auch unmittelbar zu betrachten.

Der Eindruck war überwältigend: Die tiefschwarze Mondscheibe, das matt leuchtende Strahlengebilde der Korona, die roten Protuberanzen, dazu die bleigraue Färbung des Himmels und die allgemeine Dunkelheit und Stille in der Natur ergaben zusammen ein Bild von unbeschreiblicher Schönheit. Besonders auffallend waren bei dieser Finsternis die zahlreich vorhandenen Protuberanzen; auch die Helligkeit der Korona war gegenüber früheren Finsternissen erheblich größer, wenn auch die weit ausschießenden Strahlen nicht eine solche Länge wie bei den Finsternissen von 1923 und 1925 erreichten.

Nur wenige Sekunden konnten wir das herrliche Bild in uns aufnehmen: 41 Sekunden nach Beginn der Totalität blitzte das erste Sonnenlicht am westlichen Mondrand wieder auf und überflutete unmittelbar darauf die ganze Landschaft mit seinen Strahlen.

Dieser Moment des wiederkehrenden Sonnenlichtes machte auf die große Menge geradezu einen befreienden Eindruck und ver-

anlaßte sie, die bis dahin in starrem Schweigen verharrt hatte, zu lauten Freudenausbrüchen. Auch wir Expeditionsteilnehmer waren in höchstem Maß erfreut, daß das Glück uns so günstig gewesen war und daß wir unser Beobachtungsprogramm gut hatten durchführen können.

Kurz vor der Finsternis hatten wir versuchsweise noch einen Cassegrain-Spiegel, der Sonnenbilder von 8 cm Durchmesser ergab, auf einem Holzbrett behelfsmäßig aufgestellt und die Bedienung desselben zwei Herren aus dem außerhalb des Schulplatzes zahlreich versammelten Publikum übertragen; auch diese Einrichtung hatte gut funktioniert.

Wir öffneten nunmehr die Pforten des Schulgartens und die draußen versammelte Menge strömte herein, um sich unsere Instrumente zu besehen und uns zu dem schönen Verlauf der Erscheinung und zum Gelingen unserer Beobachtungen zu beglückwünschen.

Wir hatten unser Programm im wesentlichen gut durchführen können. An photographischen Aufnahmen waren erhalten:

mit dem 20 m-Rohr . . .	2	(mit 1^s und mit 19^s Belichtung)
„ „ 4 m- „ . . .	1	(„ 25^s Belichtung)
„ den kleinen Kameras .	6	(„ 1^s und mit 25^s Belichtung)
„ dem 11 m-Spiegel . .	2	(„ 1^s „ „ 18^s „)
„ „ Cassegrain-Spiegel	6	(„ $^1/_2{}^s$ Belichtung).

Mit der Prismenkamera wurden auf dem großen Film 12 Aufnahmen mit Belichtungen von 2^s bis 18^s während des ersten Flash und während der Totalität erhalten.

Unmittelbar nach der Finsternis begann sogleich der Abbruch der Station und das Einpacken der Instrumente. Gleichzeitig damit wurden die erhaltenen Aufnahmen in der im Schulhause behelfsmäßig eingerichteten Dunkelkammer entwickelt. Sehr von Vorteil war hierbei, daß vortreffliches kühles Wasser, reines klares Schmelzwasser, aus dem noch gefrorenen Ziehbrunnen im Schulgarten zur Verfügung stand.

Nur der 2 m lange Filmstreifen wurde in Jokkmokk noch nicht entwickelt, sondern erst nach unserer Rückkehr in Bergedorf.

Wie die sogleich vorgenommene Prüfung der entwickelten Platten zeigte, sind die Aufnahmen, namentlich mit den größeren Instrumenten, vortrefflich gelungen. Sie zeigen vollkommen scharfe Abbildungen der inneren und äußeren Sonnenkorona mit einer

Fülle von hochinteressanten Einzelheiten. Besonders interessant ist auch die große Anzahl der abgebildeten Protuberanzen, die sich bis zu etwa 80000 km über der Sonnenoberfläche, also bis zu einer Höhe von rund 6 Erddurchmessern erheben, und in Verbindung mit ihnen sehr scharf ausgeprägte Hüllen und Bögen in der Sonnenkorona, die eine wesentliche Beeinflussung der Struktur der Sonnenkorona durch die Protuberanzen deutlich erkennen lassen.

Der Versuch mit dem Hohlspiegel war ebenfalls vollkommen gelungen, da schon bei der Aufnahme von 1^s Belichtungsdauer die Sonnenkorona mit außerordentlich vielen, sehr scharf ausgeprägten Einzelheiten bis zu einer Ausdehnung von einem Sonnendurchmesser abgebildet war.

Bei der Aufnahme von 18^s Belichtungsdauer gehen die Strahlen über den Plattenrand hinaus. Bei dieser Aufnahme macht sich allerdings schon die Schwärzung der Platte durch das diffuse Himmelslicht bemerkbar. Jedenfalls ist es bei künftigen Finsternisbeobachtungen durchaus anzuraten, auch Aufnahmen mit Hohlspiegeln auszuführen.

Auch die Prismenkamera hat gute Aufnahmen geliefert, die sich von 6000 bis 3500 Å erstrecken und bemerkenswerte Einzelheiten im Bild der grünen Koronalinie zeigen; auch ergeben die in zahlreichen Linien abgebildeten Protuberanzen sehr interessante Aufschlüsse.

Am 2. Juli war bereits unsere ganze Ausrüstung wieder eingepackt, und am Morgen des 3. Juli verließen wir Jokkmokk. Unsere Instrumente wurden in Luleå auf einen direkten Dampfer nach Hamburg verfrachtet (die Reederei C. F. Mathies u. Co. in Hamburg übernahm ebenfalls den Transport kostenlos). Nur unser wertvollstes Gut, die photographischen Platten mit den erhaltenen Aufnahmen, nahmen wir auf dem Landwege über Stockholm mit nach Bergedorf.

So sehr erfreulich es ist, daß trotz der kurzen Dauer der diesjährigen totalen Sonnenfinsternis unsere Expedition so gutes Material für die weitere Untersuchung der Sonnenkonstitution geliefert hat, so bildet dasselbe, wie bereits im Eingang dieses Aufsatzes ausgeführt ist, doch nur einen kleinen Beitrag zur Lösung des gesamten Sonnenproblems. Es ist zu hoffen, daß die dies-

mal gewonnen Erfahrungen auch bei der weiteren Verfolgung dieser Erscheinungen nutzbringend verwertet werden können.

Künftige totale Sonnenfinsternisse.

Nachstehend wird eine Zusammenstellung derjenigen in den nächsten beiden Jahrzehnten eintretenden totalen Sonnenfinsternisse gegeben, bei denen die Totalitätszone verhältnismäßig leicht erreichbar sein wird:

Datum	Geeignete Beobachtungsorte	Dauer der Totalität
1929 Mai 9	Sumatra, Siam, Philippinen	5.1 Min.
1932 August 31	Kanada	1.5
1936 Juni 19	Griechenland, Rußland	2.5
1937 Juni 8	Ekuador	7.1
1940 Oktober 1	Venezuela, Südafrika	5.7
1941 September 2	Turkestan	3.3
1945 Juli 9	Kanada, Nordrußland	1.0
1947 Mai 20	Chile, Brasilien, Kamerun	5.2
1948 November 1	Ostafrika	1.9

Es ist dringend erwünscht, daß auch in der Zukunft die deutschen Astronomen in die Lage versetzt werden, an der Beobachtung dieser hochinteressanten Erscheinungen teilzunehmen, um auch der deutschen Astronomie eine Mitwirkung bei der Lösung dieser so wichtigen Probleme der Sonnenforschung zu sichern.

Außer ihrem rein wissenschaftlichen Wert haben solche Sonnenfinsternisexpeditionen aber auch noch Bedeutung in anderer Hinsicht. Einmal ist es für die Ausbildung des astronomischen Nachwuchses in Deutschland recht wichtig, wenn jüngere Astronomen sich an solchen Expeditionen beteiligen können, da die Errichtung derartiger Feldstationen, die Aufstellung und Justierung der Instrumente, die Durchführung der Beobachtungen mit zum Teil primitiven Hilfsmitteln und unter erschwerten Bedingungen sie vor neue Aufgaben stellen, die sich von denen der heimischen Sternwarte wesentlich unterscheiden, deren Durchführung aber auf ihre weitere Tätigkeit als Forscher und Lehrer nur in hohem Maße befruchtend wirken kann. Weiter werden durch solche Expeditionen engere wissenschaftliche Beziehungen sowohl zu den wissenschaftlichen Instituten des besuchten Landes als auch zu den

15115

gleichfalls dorthin kommenden Fachkollegen anderer Länder angeknüpft, die für die gemeinsame wissenschaftliche Arbeit und den wissenschaftlichen Austausch mit Deutschland nur von größtem Nutzen sein können.

Nachtrag

Auch an der Beobachtung der totalen Sonnenfinsternis vom 9. Mai 1929 hat sich die Hamburger Sternwarte durch Entsendung einer Expedition nach den Philippinen beteiligt. Die Totalitätszone dieser Finsternis verlief über Sumatra und die Malaiische Halbinsel nach den Philippinen. Da die Expedition des Potsdamer Observatoriums das Hochland von Nordsumatra als Station gewählt hatte, die der Kieler Sternwarte nach Siam gehen wollte, entschlossen wir uns, nach der Philippineninsel Cebu zu gehen, um im Hinblick auf die zweifelhafte Wetterlage der Tropen für die deutschen Expeditionen die Aussicht auf Erfolg zu vergrößern.

Die Ausrüstung der Expedition, an der der Observator der Sternwarte Dr. W. Baade und der Optiker B. Schmidt teilnahmen, war im wesentlichen die gleiche wie bei der Expedition nach Lappland im Jahre 1927, nur hatte die Notgemeinschaft der Deutschen Wissenschaft in dankenswerter Weise einige Instrumente aus dem Mietheschen Sonnenfinsternisinstrumentarium, insbesondere einen Quarzspektrographen, zur Verfügung gestellt.

Die Expedition, die auf Cebu von seiten der Behörden und der deutschen Kolonie weitgehendste Unterstützung erfuhr, ist am Finsternistage vom Wetter begünstigt gewesen, wenigstens während des ersten Teiles der Totalität. Ein feiner Zirrusschleier, der einen großen Teil des Himmels bedeckte, störte die Beobachtungen bei Beginn der Totalität nicht. Infolge der Abkühlung verdichtete sich dieser Schleier während der Totalität sehr schnell zu Wolken, so daß die Sonne 20 Sekunden vor Ende der Totalität völlig verschwand. Die mit den verschiedenen Instrumenten erhaltenen Koronaaufnahmen, insbesondere diejenigen mit dem 20 m-Rohr, dem 4 m-Rohr und dem Horizontalspiegel, geben eine Fülle von sehr interessanten Einzelheiten in der Struktur der inneren Korona. Auch die Spektralaufnahmen bei Beginn der Finsternis sind gut gelungen.

Die Expedition, die Anfang Februar Hamburg verlassen hatte, kehrte Mitte Juli wieder nach Hamburg zurück.

Über die Bedeutung der totalen Sonnenfinsternisse

Von Prof. Dr. E. Finlay Freundlich, Potsdam

Einleitung.

Das große Interesse, welches die Astronomen von jeher den totalen Sonnenfinsternissen entgegengebracht haben, ist jedem verständlich, der das Glück gehabt hat, ein solches Naturereignis zu erleben. Sie gehören unzweifelhaft zu den eindrucksvollsten Erscheinungen, welche die Natur uns darbieten kann. Da solche totalen Verfinsterungen der Sonne nur selten eintreten, jede nur auf einer sehr schmalen Zone der Erde sichtbar ist und nur wenige Minuten — im Höchstfalle nur etwa 7 Minuten — andauert, da überdies der größte Teil der Erdoberfläche vom Meere bedeckt ist, so ist die Wahrscheinlichkeit sehr gering, daß ein Mensch im Laufe seines Lebens die Gelegenheit zur Beobachtung einer totalen Sonnenfinsternis findet, falls er sich nicht die Mühe nimmt, an einen zur Beobachtung dieser Erscheinung günstigen Ort zu reisen. Deshalb gehört es nunmehr seit Jahrzehnten zur Gepflogenheit der Astronomen aller Länder, zur Beobachtung der totalen Sonnenfinsternisse Expeditionen bis in die fernsten, unwirtlichsten Gegenden der Erde zu unternehmen, auch wenn das erwartete Ereignis nicht einmal die Dauer einer Minute hat, wie z. B. die im Jahre 1927 in Nordengland und Norwegen sichtbare Finsternis. Die außerordentliche Arbeit und der Zeitaufwand, die diesen Finsternisexpeditionen gewidmet werden, die gewaltigen Geldmittel, die jedesmal aufgewandt werden, teils zum Bau besonderer Spezialinstrumente, teils für die kostspieligen Reisen der Expeditionsmitglieder in ferne Gegenden, an denen für die wenigen Minuten der Finsternis während mehrerer Monate Station gemacht werden muß, alles dieses rechtfertigt die Frage, ob die wissenschaftliche Bedeutung der anläßlich einer totalen Finsternis möglichen Beobachtungen solchen Opfern wirklich entspricht?

Es sei die Antwort auf diese Frage vor ihrer Begründung vorweg gegeben: es ist in der Tat eine jede totale Sonnenfinsternis zur Er-

forschung der mannigfachsten Probleme der Astronomie und Physik von so außerordentlicher Wichtigkeit, daß die Opfer an Zeit, Arbeit und Mitteln gebracht werden müssen.

Die Konstellationsbedingungen einer totalen Sonnenfinsternis.

Es ist eine der allermerkwürdigsten Tatsachen, daß solche vollständigen Verfinsterungen der Sonne auf der Erde sichtbar werden. Sie sind durch den zufälligen Umstand bedingt, daß die Sonne, die von der Erde 150 000 000 km absteht und einen Durchmesser von etwa 1 500 000 km hat, und andererseits der Mond, der uns in etwa 400 000 km Abstand umkreist und einen Durchmesser von nur 3500 km hat, beide von der Erde aus gesehen, fast genau gleich groß erscheinen. Der Unterschied ist so gering, daß für uns die Sonne im Durchschnitt so groß erscheint, wie eine Zehnpfennigmünze in einem Abstand von 215 cm, der Mond dagegen wie die gleiche Münze in 221 cm Abstand. Die scheinbare Größe beider Himmelskörper schwankt jedoch, weil ihr Abstand von der Erde dauernden kleinen Änderungen unterliegt, so daß zeitweilig der Mond uns größer als die Sonne, zeitweilig umgekehrt die Sonne größer als der Mond erscheint. Je nachdem wird, falls die Mitte der Mondscheibe die Visionslinie nach der Sonne — von irgendeinem Punkt der Erde aus gesehen — passiert, die Sonne hinter dem Mond vollständig verschwinden oder ein schmaler äußerer Ring der Sonnenscheibe die Mondscheibe umranden. Der erste Fall führt zu einer totalen Sonnenfinsternis, natürlich nur für die Menschen als solche wahrnehmbar, die auf der Erde im Kernschatten des Mondes stehen. Dieser Kernschatten des Mondes ist da, wo er die Erdoberfläche trifft, nicht viel größer als etwa 200 km im Durchmesser und wandert infolge der relativen Bewegung von Sonne, Mond und Erde gegeneinander mit großer Geschwindigkeit über die Erde hinweg. Die von diesem Schatten überstrichene Zone der Erdoberfläche ist die sogenannte Totalitätszone der Finsternis; sie ist ein ganz schmaler Streifen, innerhalb dessen die Verfinsterung der Sonne eine totale ist, d. h. innerhalb welcher die Sonne für kurze Zeit vollkommen hinter der Mondscheibe untertaucht. Für eine längere Zeitdauer als etwa 7 Minuten tritt dies nie ein, weil der Mond immer nur unwesentlich größer als die Sonne erscheinen kann. So unangenehm an sich diese ganz kurze Dauer einer totalen Sonnen-

finsternis für den Beobachter ist — sie ist gewöhnlich nicht länger als 2—3 Minuten —, so hat sie doch andererseits die große wissenschaftliche Bedeutung der ganzen Erscheinung zur Folge. Denn, so paradox es klingen mag, gerade das ganz knappe Verschwinden der Sonne hinter dem Mond bedingt erst die volle Wichtigkeit der Finsternisse zur Erforschung der Sonne. Es verschwindet nämlich nur der Sonnenkörper selbst, doch läßt der nur wenig größere Mond die Wahrnehmung von Erscheinungen unmittelbar über der Sonnenkugel noch zu, die sonst unsichtbar sind und auch nicht während einer Finsternis sichtbar werden würden, wenn der Mond wesentlich größer, etwa drei- oder viermal so groß als die Sonne, wäre. Durch die besonders günstigen Verhältnisse in der scheinbaren Größe von Sonne und Mond, gesehen von der Erde aus, kommt gerade der glückliche Umstand zustande, daß nicht mehr von der Sonne abgeblendet wird, als nötig ist, damit noch wichtige Beobachtungen angestellt werden können. Dies ruft auch den außerordentlich eindrucksvollen Anblick einer solchen Finsternis hervor.

Die äußere Erscheinung einer totalen Sonnenfinsternis.

Solange auch nur der kleinste Teil der Sonnenkugel über die Mondscheibe hervorragt, die Finsternis also noch nicht die Phase der Totalität erreicht hat, tritt für den Beobachter noch nichts besonders neuartiges zutage. Natürlich setzt eine sehr merkliche Dämmerung ein, und die eigenartig fahle Beleuchtung der Landschaft wirkt ungewohnt. Jedoch mit dem Eintauchen des letzten Tröpfchens der glühenden Sonnenkugel hinter dem Monde, dem letzten Aufblitzen von Sonnenlicht durch ein Tal an der äußeren, gebirgigen Kontur des Mondes beginnt eine Erscheinung von ganz unerhörter Großartigkeit. In grünlichgelbem Licht umgibt den samtschwarzen Mond eine Gloriole von eigenartig strahliger Struktur, die sogenannte Korona. Zugleich schießen aus dem hinter dem Monde versteckten Sonnenrand blutrote Protuberanzen hervor und hängen wie kleine Laternen am Mondrand. Die Helligkeit des Himmels ist bei günstigen Luftverhältnissen so gering, daß viele Sterne auftauchen und bis nahe an den Mond beobachtet werden können.

An die Beobachtung dieser Phänomene knüpft sich nun die Erforschung verschiedener Probleme von ganz besonderer Wichtigkeit,

und erst nur ein Eingehen auf diese Probleme kann es verständlich machen, warum die Astronomen den Finsternissen solche Bedeutung beilegen. Natürlich hat man von jeher versucht, photographisch die Erscheinung selbst im Bilde festzuhalten und verfolgt auch noch jetzt bei jeder Gelegenheit die bisher unverständlich gebliebenen Veränderungen im äußeren Anblick der Korona von Finsternis zu Finsternis. Aber solche Beobachtungen, die heute auch von Laien ausgeführt werden könnten, kennzeichnen in keiner Weise die wirkliche Bedeutung von Finsternisbeobachtungen, vielmehr sind es klar umrissene Aufgaben, die in enger Beziehung zu grundlegenden Problemen der ganzen Physik und Astronomie stehen. Nur Expeditionen, die sich im Rahmen dieser Problemstellungen die Förderung bestimmter Fragen zur Aufgabe setzen und eine entsprechende Ausrüstung mitnehmen, haben heutzutage noch eine Berechtigung.

Es sind im wesentlichen folgende Gruppen von Problemen, die an Sonnenfinsternis-Beobachtungen anschließen, erstens Untersuchungen der in unmittelbarer Nähe der Sonne, in dem sie umgebenden Raum, sich abspielenden Vorgänge, sodann Untersuchungen der Natur des von der Korona ausgesandten Lichtes, was seine Intensität und Zusammensetzung angeht.

Die wissenschaftliche Bedeutung einer totalen Sonnenfinsternis.

Untersuchung der physikalischen Vorgänge in der unmittelbaren Nähe der Sonne.

Nur während einer totalen Sonnenfinsternis haben wir für kurze Zeit die Möglichkeit, auf den die Sonne unmittelbar umgebenden Raum unsere Beobachtungen auszudehnen.

Bei der alle Bewegungen im Sonnensystem beherrschenden Stellung des Zentralkörpers werden alle von der Sonne ausgehenden Wirkungen um so stärker, je mehr wir uns ihr nähern. Infolgedessen sollte beim Studium aller Gravitationserscheinungen ein Verfolgen der nahe zur Sonne sich abspielenden Bewegungsvorgänge besonders wichtige Aufschlüsse geben. Es entzieht sich aber gerade dieser Teil des Raumes unter gewöhnlichen Verhältnissen vollkommen unserer Kontrolle, weil in dem strahlenden Licht der von der Sonne beleuchteten Erdatmosphäre, dem Tageslicht, alle Himmelserscheinungen versinken.

Wenn die Sonne unverrückbar am Himmel stünde, d. h. also nicht täglich etwa um einen Grad fortrückte — infolge der Wanderung der Erde in ihrer Bahn —, so bliebe ein großer Teil der Sterne, nämlich die, die sich zufällig in Sonnennähe befänden, für immer unseren Augen verborgen. Durch die Umlaufbewegung der Erde um die Sonne treten aber in immer wiederkehrendem Wechsel alle Teile des Himmels aus dem Tageslicht in das Dunkel des Nachthimmels und offenbaren nur dann die sie bevölkernden Himmelskörper. Nur diejenigen Gestirne, die wirklich an die Sonne in nicht zu weitem Abstande gebunden sind, können sich aus dem Licht nicht ins Dunkle flüchten und blieben uns für immer verborgen, falls nicht für die seltenen und kurzen Augenblicke der totalen Sonnenfinsternisse der Mond gewissermaßen als Blende vor die Sonne träte und so den hellichten Taghimmel in einen Nachthimmel verwandelte, in welchem alle Körper bis an den Sonnenrand heran für kurze Zeit sichtbar werden. Nur wenige Menschen finden z. B. Gelegenheit, im Laufe ihres Lebens den Planeten Merkur am Himmel zu sehen; nur wenigen ist es klar, warum die Venus als Abendstern nicht anders als in den ersten Stunden der Nacht im Westen und nur mäßig hoch über dem Horizont zu beobachten sein kann. Der Merkur, der in einer Bahn von nicht ganz 60 000 000 km Radius die Sonne umkreist, kann infolgedessen von uns, d. h. der Erde, aus gesehen, da die Erdbahn außerhalb der Merkurbahn liegt, sich nicht weiter von der Sonne entfernen als etwas über 20° im Bogenmaß. Dies hat zur Folge, daß der Merkur niemals außerhalb der Morgen- und Abenddämmerung erscheint. Er kann immer nur der untergehenden Sonne kurz nachfolgen bzw. ihrem Aufgehen kurz vorangehen und ist deshalb in den Breiten des nördlichen Europas nur sehr schwer zu beobachten.

Nun trat gerade beim Merkur die einzig sichergestellte Abweichung von dem Newtonschen Gravitationsgesetz auf und hat die Astronomen seit fast einem Jahrhundert sehr beschäftigt. Für diese Abweichung boten sich zwei ganz verschiedene Erklärungsmöglichkeiten dar. Entweder offenbart sich in der Abweichung des Merkur von der erwarteten Bewegung ein wirkliches Versagen der Newtonschen Theorie oder aber noch unbekannte Massen des Sonnensystems, der Sonne noch näher als Merkur, rufen durch ihre nicht in Rechnung gezogene Anziehung dessen Bewegungsanomalie hervor.

Bei dem unerschütterlichen Vertrauen, das bis vor wenigen Jahren in die Newtonsche Theorie gesetzt wurde, lag die zweite der Er-

klärungsmöglichkeiten am nächsten. Deshalb ist auch während vieler Jahre von den Astronomen bei totalen Sonnenfinsternissen die nächste Umgebung der Sonne nach den sogenannten intramerkuriellen Planeten abgesucht worden, also den noch unbekannten Planeten innerhalb der Merkurbahn, deren Gravitationswirkung auf den Merkur seine Bahn stören sollte. Diese Aufgabe stand lange Zeit im Vordergrund der Expeditionsaufgaben, hat aber niemals ein positives Resultat gezeitigt. Man gewann die Überzeugung, daß jedenfalls keine größeren, noch unentdeckten, Planeten in nächster Nähe zur Sonne diese umkreisen und fand nur den Ausweg, die zur Erzeugung der beobachteten Merkurstörung notwendige störende Masse auf so viele kleine Planeten zu verteilen, daß diese Himmelskörper einzeln nicht mehr sichtbar sind. Ein sehr wenig befriedigender Ausweg.

Die andere Erklärungsmöglichkeit für die Abweichung der Merkurbewegung von der nach der Newtonschen Theorie berechneten, die Annahme eines prinzipiellen Versagens dieser Theorie, rückt die Bedeutung der Erforschung der nächsten Sonnennähe noch stärker ins Licht. Denn wir wissen heute, insbesondere auf Grund der durch die allgemeine Relativitätstheorie gewonnenen Erkenntnisse, daß die Ansätze der Newtonschen Theorie und der Relativitätstheorie erst bei sonnennahen Planeten, Planeten, die der Sonne noch näher als der Merkur stehen, zu merklich verschiedenen Resultaten führen können. Es wäre deshalb, von diesem Standpunkt aus betrachtet, bedauerlich, daß keine intramerkuriellen Planeten zu existieren scheinen — obschon die seltenen Beobachtungsmöglichkeiten die Berechnung zuverlässiger Bahnbewegungen für sie überaus erschwert hätten —, wenn nicht die Relativitätstheorie zugleich ein neues Problem in engster Beziehung zu diesem Fragenkomplex aufgeworfen hätte, dessen Lösung, von der Beobachtung intramerkurieller Planeten unabhängig, die Wichtigkeit der Beobachtung des die Sonne umgebenden Raumes während einer totalen Sonnenfinsternis in anderer Hinsicht ungeahnt gesteigert hat.

Die Frage der Lichtablenkung in der Nähe der Sonne.

Nach der Relativitätstheorie wirkt die Gravitation der Sonnenmasse nicht ausschließlich auf die materiellen Körper in ihrer Umgebung, sondern auf alles was Masse hat. Es haben aber, ebenfalls auf Grund der Relativitätstheorie, nicht nur die aus Atomen auf-

gebauten Körper Masse — an der Hand der an ihnen entwickelten Erfahrungen war ja der Begriff Masse gebildet worden —, sondern auch alle ausschließlich Energie enthaltenden Größen, insbesondere also alle elektromagnetischen Strahlungen wie Licht-Wärmestrahlen usf. Dieser neue Gesichtspunkt verleiht dem vorliegenden Problem seine außerordentliche prinzipielle Bedeutung. Denn sollten sich die von der Relativitätstheorie gezogenen Folgerungen bestätigen, so wäre die Brücke zwischen den zwei fundamentalen Größen geschlagen, auf die sich alle Naturerkenntnis gründet, nämlich Materie und Energie.

In der klassischen Mechanik, wie sie von Newton und Galilei begründet wurde, ist die Eigenschaft der Masse das charakteristische Merkmal der Materie. Jeder Körper offenbart entsprechend seiner Masse eine gewisse Trägheit als Maß seines Widerstandes gegen jede Bewegungsänderung (träge Masse); außerdem offenbart sich in seinem Gewicht, der schweren Masse, die Wirkung der Erdgravitation. Beide Größen, träge und schwere Masse, sind aufs engste miteinander gekoppelt, obwohl die Newtonsche Mechanik keinen Raum zur Begründung dieser inneren Verwandtschaft bot. Die Erfahrung lehrt nämlich mit absoluter Sicherheit, daß bei jedem Körper die träge Masse seiner schweren streng proportional ist. Es ist der Kernpunkt der Newtonschen Gravitationstheorie, daß die Bahnbewegung der Planeten um die Sonne Ausdruck der gleichen Wirkung ist, die jeden Körper auf der Erde nach dem Erdmittelpunkt beschleunigt, der Fallbeschleunigung. Alle Bewegungsvorgänge im Sonnensystem werden durch die Schwerewirkung der Sonne auf Massen in ihrer Nähe und die wechselseitige Schwerewirkung dieser Massen aufeinander vollständig bestimmt. Dagegen werden im Rahmen der Newtonschen Theorie die Bewegungsvorgänge, an denen nur Energie aber keine materiellen Atome beteiligt sind, wie z. B. Lichtausbreitung, Wärmestrahlung von der Schwerewirkung der Sonne in keiner Weise beeinflußt, da diese ausschließlich als Wechselwirkung der schweren Masse der Körper aufeinander aufgefaßt wurde.

Es war jedoch schon vor der Aufstellung der Relativitätstheorie erkannt worden, daß auch elektromagnetische Strahlung einen Impuls offenbart wie ein bewegter träger Körper. Es ist dies der auch schon im Laboratorium nachgewiesene Lichtdruck, den jeder Lichtstrahl auf einen Körper ausübt, der ihn auffängt und dabei reflektiert bzw. absorbiert. Die mit der Elektronentheorie sich stetig mehrenden Erfahrungen verdichteten sich schließlich in der speziellen Relativitäts-

theorie zu der Erkenntnis, daß auch jeglicher Energie träge Masse zukommt. Auf Grund der bisher mit absoluter Gewißheit sichergestellten Gleichheit von träger und schwerer Masse und dem Prinzip der allgemeinen Relativität aller Bewegungen kam Einstein alsdann zur Erkenntnis, daß jeglicher Energie ebenso Schwere wie Trägheit zuzusprechen sei. Materie und Energie sind demgemäß nicht durch ein prinzipiell anderes Verhalten im Schwerefeld voneinander unterscheidbar, sondern auch ein Lichtstrahl unterliegt in der Umgebung der Sonne deren Schwerewirkung wie ein Planet oder Komet.

Die Sicherstellung dieses Resultates der allgemeinen Relativitätstheorie ist ausschließlich an die Ausführung besonderer Beobachtungen über die Lichtausbreitung in der nächsten Umgebung der Sonne gebunden; Beobachtungen, die nur während einer totalen Sonnenfinsternis ausgeführt werden können, da nur in diesen kurzen Augenblicken anderes Licht, als das von der Sonne herrührende, in seinem Verhalten beim Durchgang durch das Schwerefeld der Sonne verfolgt werden kann. Wenn das Licht keine Schwere hat, so wandert ein von einem Stern herrührender Lichtstrahl, unbekümmert um die Gegenwart der Sonnenmasse, in grader Linie auf die Erde zu, wo ein Astronom ihn im Fernrohr auffangen mag. Hat hingegen jeder Lichtstrahl, als Träger von Energie, Schwere, so hat der vom Stern kommende Lichtstrahl, sobald er in die Wirkungssphäre der Sonnengravitation gelangt, einer Bahn zu folgen, die ihm wie jedem schweren Körper durch die Gravitation vorgeschrieben wird. Es wird sich dieser Einfluß der Gravitation der Sonne auf den Lichtstrahl in einer Ablenkung desselben offenbaren und in folgender Weise bei einer Beobachtung während einer Sonnenfinsternis in Erscheinung treten.

Methode der Feststellung der Lichtablenkung.

Während der totalen Finsternis erscheinen Sonne und Mond gegen irgendeine Region der Himmelssphäre projiziert, die vor der Finsternis in dem strahlenden Licht der Sonne verschwand. Während der Totalität jedoch erscheint der Himmelshintergrund bis an die Sonne heran mehr oder minder dunkel, auf ihm zerstreut erscheinen als kleine Lichtpünktchen die Sterne dieser Himmelsgegend. Leuchtet ein solcher Stern in unmittelbarer Nähe des Sonnen- oder Mondrandes auf, so ist sein Licht hart an der Sonne vorbeigelaufen und muß ihrer ablenkenden Wirkung ausgesetzt gewesen sein. Der Stern

wird infolgedessen von derjenigen Stelle des Himmels ein wenig verrückt erscheinen, die er sonst am nächtlichen Himmel einnimmt. Stehen sich zwei Sterne auf beiden Seiten der Sonne gegenüber, so wird ihr Abstand voneinander gegenüber dem am nächtlichen Himmel vergrößert erscheinen. Denn das Auge bzw. das Fernrohr, mit dem der Astronom die Erscheinung verfolgt, ist nur eine Visiervorrichtung, welche festzustellen erlaubt, aus welcher Richtung ein von einem Stern herrührender Lichtstrahl schließlich in das Auge des Beobachters gelangt. Hat dieser Lichtstrahl auf seinem Wege eine Ablenkung von der geraden Bahn erfahren, so kommt er anscheinend aus einer anderen Richtung, als wenn er ungestört geradlinig verlaufen wäre, und der Beobachter lokalisiert infolgedessen den Stern an der Himmelssphäre den beiden Blickrichtungen entsprechend auch verschieden.

Die Entscheidung über das Auftreten der von der Relativitätstheorie auf Grund des Prinzips der Schwere der Energie geforderten Lichtablenkung in der Nähe der Sonne erscheint an sich also als eine sehr leichte Aufgabe. Man mißt den Abstand zweier Sterne rechts und links von der Sonne während der Totalität aus und wiederholt diese Messungen einige Monate später, wenn die Sonne sich von der betreffenden Himmelsregion genügend entfernt hat, so daß die in ihr liegenden Sterne am Nachthimmel mühelos beobachtet werden können. Natürlich wird man diese Messungen bei der hochentwickelten photographischen Technik heute nicht mehr visuell am Fernrohr versuchen, sondern man photographiert mit einem Fernrohr die die beiden fraglichen Sterne enthaltende Himmelsgegend einmal während und alsdann nach der Finsternis.

Die ganz außerordentlich großen Schwierigkeiten, welche die Lösung dieser Aufgabe tatsächlich darbietet, sind durch den zahlenmäßig so außerordentlich kleinen Betrag des erwarteten Ablenkungseffektes bedingt.

Nach der Relativitätstheorie wird ein Lichtstrahl, der unmittelbar den Sonnenrand passiert, also in dem Abstand eines Sonnenradius (= ¼ Bogengrad) an dem Sonnenmittelpunkt vorbeigegangen ist, um den kleinen Winkel von 1″.7 von seiner ursprünglichen Richtung — also derjenigen, die er vor Annäherung an die Sonne aus dem Weltall hatte — abgelenkt. Um sich ein Bild von der Größe dieses Winkels zu machen, denke man sich einen Winkeltransporteur von 1 m Radius; dann schließen zwei vom Mittelpunkt nach der Peripherie des Kreises gezogene Radien einen Winkel von 2″ miteinander ein,

falls sie die Peripherie in einem gegenseitigen Abstand von 0,009 mm durchsetzen. Der Astronom, der eine Himmelsgegend photographisch aufnimmt, erhält als Bild eines Sternes auf der Platte ein kleines schwarzes Pünktchen in der photographischen Schicht. Stehen sich zwei Sterne am Himmel nahe genug, daß sie auf dieselbe Platte kommen, so wird der Abstand ihrer Bilder auf der Platte in Zentimetern gemessen erstens davon abhängen, wie weit sie im Winkelmaß am Himmel voneinander abstehen, sodann aber auch von der Brennweite der Kamera, mit der die Aufnahme gemacht wird. Arbeitet der Astronom z. B. mit einer photographischen Kamera von 3½ m Brennweite — also schon mit einem ganz respektablen Fernrohr —, so liegen auf seiner Platte Sternbildchen 60 mm voneinander entfernt, die am Himmel einen ganzen Grad im Winkelmaß voneinander abstehen, Eine Verschiebung eines Sternes am Himmel um 1″.7, würde sein Bildchen auf der Platte um $^{8}/_{100}$ mm verrücken. Das ist der größtmögliche Wert, um den bei einem so dimensionierten Fernrohr die Lichtablenkung ein Sternbildchen zu verlagern vermag. Nun wird man natürlich niemals einen Stern untersuchen können, dessen Licht unmittelbar am Sonnenrand vorbeigegangen ist. Die Sonnenkorona ist viel zu hell und würde selbst einen hellen Stern dort überstrahlen, sodann wäre es ein ganz ungewöhnlicher Glücksumstand, wenn während der seltenen und kurzen Momente einer Finsternis helle Sterne so nahe der Sonne stünden.

Der Betrag der Lichtablenkung nimmt nun gemäß der Theorie proportional mit dem Abstande vom Sonnenmittelpunkt ab, ist also in einem Grade Abstand von der Sonnenmitte schon auf 0″.4 abgefallen. Im allgemeinen hat man damit zu rechnen, daß auf solchen Sonnenfinsternisaufnahmen sich Sternbildchen nicht näher als etwa ½°—1° von der Sonne nachweisen lassen. Der relative Abstand zweier solcher Sterne, falls sie sich symmetrisch zur Sonne gegenüberstehen, würde durch die Lichtablenkung um etwa 1 Bogensekunde vergrößert werden, d. h. auf einer Platte, gewonnen mit einer photographischen Kamera von 3½ m Brennweite, um etwa 0,02 mm, ein nur mit genauen Meßapparaten nachweisbarer Betrag.

Diese Zahlen lehren, welche schwere Aufgabe den Astronomen mit der Prüfung dieses Resultates der Relativitätstheorie gestellt ist. Überdies muß man noch folgendes bedenken. Wenn man mit einer photographischen Kamera eine Region der Himmelssphäre mit den hellsten auf ihnen sichtbaren Sternen auf eine ebene Platte aufnimmt,

so wird der Abstand zweier Sterne, die z. B. am Himmel 1° voneinander abstehen, auf der Platte, in Millimetern gemessen, nicht unveränderlich der gleiche sein, unabhängig davon, ob dieses Sternpaar in der Mitte oder am Rande der Platte zu liegen kommt. Dies ist aber keineswegs der Fall, weil die verschiedensten Einflüsse längs des Plattenareals dahin wirken, die Sternbildchen zu verlagern. Die Berücksichtigung aller dieser Faktoren erfordert umständliche und langwierige Rechnungen.

Man hilft sich nun über diese Schwierigkeiten dadurch hinweg, daß man die Vergleichsaufnahmen zur Sonnenfinsternisaufnahmen, also die Nachtaufnahmen der Himmelsgegend, vor der die Sonne am Tage der Finsternis stand, in der Weise ausführt, daß die gleichen Sterne so genau als möglich in die gleiche Partie der photographischen Platte zu liegen kommen. Indem man überdies die eine Platte durch das Glas hindurch belichtet, wird sie ein Spiegelbild der Finsternisaufnahme. Man legt dann Finsternisaufnahme und Vergleichsplatte Schicht auf Schicht, so daß die sich entsprechenden Sterne fast nebeneinander zu liegen kommen. Da aber die Vergleichsaufnahmen oft erst Monate nach der Finsternis aufgenommen werden können — es hängt dies davon ab, zu welcher Tageszeit die Finsternis stattfand —, so muß man außerdem voraussetzen, daß in der Zwischenzeit sich an dem Abbildungszustand der Linse nichts geändert hat, was sicherlich nie genau der Fall sein wird, wenn etwa die Außentemperatur in beiden Fällen verschieden gewesen ist.

Die vorangehenden Ausführungen werden es verständlich erscheinen lassen, warum die Frage der Lichtablenkung so außerordentlich langsam gefördert werden kann und so viele Erfahrungen gesammelt werden müssen, bevor man aller Schwierigkeiten dieser Aufgabe Herr wird; und dabei können nur alle paar Jahre für wenige Minuten Erfahrungen für dieses Problem gesammelt werden.

Der erste Versuch zur Feststellung der vermuteten Lichtablenkung wurde 1914 unternommen, scheiterte aber durch den Ausbruch des Krieges, der den deutschen Beobachtern in Rußland die Durchführung der geplanten Beobachtungen vereitelte. Unmittelbar nach dem Kriege am 29. Mai 1919 gelang es zwei englischen Expeditionen, die mit mäßig guter Apparatur ausgerüstet waren, einige Aufnahmen von Sternen in der Sonnennähe zu gewinnen, deren Vermessung das Vorhandensein einer Lichtablenkung wahrscheinlich machte. Doch war die erzielte Genauigkeit nicht ausreichend, um bei der fundamentalen

Wichtigkeit des Problems die Resultate genügend zu verbürgen. Anläßlich der im Jahre 1922 in der Südsee und Australien sichtbaren Finsternis wurden die Versuche von amerikanischen, englischen und deutsch-holländischen Expeditionen wiederholt, dieses Mal schon mit großen, schweren Fernrohren, die speziell zu dem Zweck nach den fernen Beobachtungsstationen transportiert und mühsam aufmontiert wurden. Von diesen Expeditionen war nur die in Australien stationierte amerikanische Expedition vom Glück begünstigt und erhielt das für dieses Problem bisher wertvollste Beobachtungsmaterial. Auch dieses bestätigte mit wesentlich größerer Genauigkeit das frühere Ergebnis, daß eine Lichtablenkung, von dem Betrage und dem Verlauf der von der Relativitätstheorie behaupteten, die Lage der Sternbildchen in der Nähe der verfinsterten Sonne verfälscht. Doch sind auch bei diesen Beobachtungen noch nicht alle diejenigen systematischen Fehler ausgeschaltet gewesen, die eine solche Lichtablenkung vortäuschen konnten. Überdies lagen bei dieser Finsternis weder helle Sterne so nahe zur Sonne, daß der von der Theorie verlangte Anstieg zum Sonnenrande genügend deutlich in Erscheinung treten konnte, noch war die Genauigkeit der Messungen groß genug, um den schnellen Abfall gegen den Plattenrand hin, wie er bei den großen Gesichtsfeldern auftreten müßte, klar zu offenbaren. Deshalb besteht in allen Ländern die Überzeugung, daß das Problem noch weiterer, wesentlich genauerer Nachprüfungen bedarf, und daß für alle kommenden Finsternisse der nächsten Jahre eine möglichst sorgfältige Untersuchung der Lichtablenkung in der Umgebung der Sonne die wichtigste Aufgabe darstellt.

Anläßlich der Finsternisse 1924 und 1926 ist von deutschen Expeditionen schon der Versuch gemacht worden, die Genauigkeit der Beobachtungen durch die Verwendung so großer Fernrohre zu steigern, wie man sie bisher nicht auf solche Reise mitzunehmen sich getraut hatte. Doch haben diese Bemühungen bisher keine endgültigen Erfolge gezeitigt, da sehr große experimentelle Schwierigkeiten zu überwinden sind. Man darf nicht aus dem Auge verlieren, daß der Beobachter bei einem solchen Unternehmen vor die Aufgabe gestellt wird, an einem fremden Orte — 1924 war es Mexiko, 1926 Südsumatra —, dessen geographische Lage oft erst nach der Ankunft der Expedition genau bestimmt werden muß, Fernrohre von insgesamt mehreren Tausend Kilogramm Gewicht aufzubauen und so genau zu justieren, daß am Tage der Finsternis Aufnahmen gelingen, die an Qualität denen

nicht unterlegen sein dürfen, die mit stationär aufgestellten Fernrohren auf den Sternwarten gewonnen werden. Dies ist nicht ohne besondere Erfahrungen möglich, setzt vielmehr Erfahrungen voraus, die meist erst aus vergeblichen Bemühungen gezogen werden können. Es ist zu hoffen, daß bei den bevorstehenden Finsternissen sich auch für die deutschen Astronomen die Gelegenheit bieten wird, die in den verflossenen Jahren schon gewonnenen Erfahrungen zur Förderung dieses grundlegenden Problems nutzbar zu machen.

Untersuchung der Chromosphäre und Korona der Sonne.

Bei den im vorausgehenden behandelten Finsternisaufgaben lag die Bedeutung der erst durch die Finsternis geschaffenen Bedingungen in der Möglichkeit, den die Sonne unmittelbar umgebenden Raum in den Kreis der Untersuchungen über den Ablauf von Bewegungsvorgängen unter dem Einfluß der Sonnengravitation einzubeziehen. Das Verschwinden der Sonne hinter dem Monde schuf erst die genügende Dunkelheit um den Sonnenrand, um die Ausbreitung von Sternenlicht in der Nähe der Sonnenoberfläche zu verfolgen und außerdem den die Sonne umgebenden Raum auf noch unentdeckte Planeten hin abzusuchen.

Bei dem ganzen weiteren Kreis der Finsternisprobleme ist die Sonne selbst Gegenstand der Untersuchung oder vielmehr, da ja während der Totalität der Sonnenkörper selbst hinter dem Monde untergetaucht ist, diejenigen Teile der Sonne, die vom Monde unverdeckt bleiben. Hier offenbart sich besonders eindrucksvoll der glückliche Umstand, daß der Mond nur gerade ein ganz klein wenig größer als die Sonne erscheinen kann. Infolgedessen wird von der Sonne nur der durch seine außerordentliche Intensität der Lichtstrahlung störende Teil, die sogenannte Photosphäre abgeblendet, während die sonst vollkommen überstrahlte Sonnenatmosphäre rund um die Mondscheibe sichtbar bleibt. Wir gewinnen dadurch die Möglichkeit, wenigstens während der kurzen Dauer einer totalen Finsternis, das Licht einer Sternatmosphäre zu untersuchen, ist doch die Sonne nichts anderes, als ein Stern unter Millionen seinesgleichen; der einzige, den wir, vom astronomischen Standpunkt aus gesehen, aus nächster Nähe beobachten können. Da das Problem des Aufbaues eines Sternes seit Jahren im Mittelpunkte aller theoretisch-astrophysikalischen Untersuchungen steht, so

hat diese Möglichkeit eine außerordentliche Bedeutung. Allerdings sind bisher die Resultate aller Sonnenfinsternisbeobachtungen erst in mäßigem Umfang für dieses Problem fruchtbar gemacht worden, teils weil dieses Forschungsgebiet in seinen ersten Anfängen steht, teils weil sie sofort, wie wir sehen werden, ein Rätsel aufgegeben hat, das bisher noch ungelöst ist. Die einzigen Forschungsmethoden, die den Astronomen hierbei zur Verfügung stehen, sind die der Photometrierung des Lichtes und die der Spektralanalyse; die erstere im wesentlichen auf der Messung von Lichtintensitäten beruhend, die zweite auf der Zerlegung des Lichtes in seine spektralen Bestandteile. Die Spektralanalyse ist überhaupt das mächtigste Hilfsmittel, das nicht nur dem Astronomen, sondern auch dem Physiker bei seiner Erforschung des Wesens der Materie zur Verfügung steht. Auf diesem Gebiet decken sich nicht nur die Forschungsmethoden der Physiker und Astronomen, sondern ergänzen sich auch weitgehend ihre Probleme.

Spektralanalytische Untersuchungen bei Finsternissen.

Das Licht, welches von der Sonne zu uns gelangt, zeigt, wenn es durch ein Prisma zerlegt wird, ein kontinuierlich alle Farben durchlaufendes Spektrum, das von einer Unzahl dunkler Linien durchsetzt ist, den sogenannten Fraunhoferschen Linien, in denen also für schmale Farbbezirke die Lichtemission stark geschwächt ist. Das kontinuierliche Spektrum hat seinen Ursprung in der Photosphäre der Sonne, dem glühenden Gasball, dessen Temperatur an der Oberfläche etwa 6000° beträgt. Die Fraunhoferschen Linien andererseits entstehen in einer ganz dünnen diese Photosphäre umgebenden Atmosphäre leuchtender Dämpfe, der sogenannten umkehrenden Schicht und Chromosphäre der Sonne. Daß der gasförmige Sonnenkörper kontinuierliches Licht ausstrahlt wie ein leuchtender fester Körper, also z. B. ein glühender Metalldraht, ist eine noch nicht in jeder Hinsicht verstandene Erscheinung, da die Lichtemission leuchtender Gase gerade durch das Auftreten heller Emissionslinien gekennzeichnet ist, zu denen die Fraunhoferschen Linien nur das Analogon in Absorption darstellen. Da aber während der hier betrachteten Finsterniserscheinungen die Lichtstrahlung der Photosphäre durch das Dazwischentreten des Mondes ausgeschaltet wird, so brauchen wir diesem Umstande hier nicht näherzutreten. Dahingegen ist die Lichtausstrah-

lung der in der Sonnenatmosphäre leuchtenden Gase von besonderem Interesse.

Es ist eine durch Laboratoriumsversuche tausendfach bestätigte Tatsache, daß alle Stoffe, wenn sie in Dampfform zum Leuchten angeregt werden, ein aus vielen Farben sich diskontinuierlich zusammensetzendes Licht ausstrahlen, so wie ein am Klavier angeschlagener Akkord aus einer bestimmten Anzahl einzelner Töne besteht. Durch die Erkenntnis, daß jedes chemische Element durch sein Spektrum — so bezeichnet man die Gesamtheit der von ihm emittierten Farbtöne (Spektrallinien) — eindeutig gekennzeichnet ist, ist der Astronomie das Erstaunliche gelungen, die chemische Zusammensetzung der unerreichbar fernen Gestirne zu erforschen. Allerdings treten im Lichte der Sterne, also auch der Sonne, bis auf seltene Ausnahmen, nicht helle Emissionslinien auf, sondern auf dem Hintergrund der kontinuierlichen Lichtemission ihrer Photosphären erscheinen entsprechend dunkle Absorptionslinien, wie sie zuerst von Fraunhofer im Sonnenspektrum entdeckt wurden.

Von den etwa 20 000 Fraunhoferschen Linien im Sonnenspektrum ist nur ein Bruchteil — etwas mehr als die Hälfte — identifiziert worden, d. h. nicht alle Linien konnten bisher als Spektrallinien bekannter chemischer Elemente gedeutet werden. Es haben sich aber fast alle chemischen Stoffe nachweisen lassen, die wir auf der Erde kennen, und wie es scheint in ganz ähnlichen Mengenverhältnissen zueinander. Die noch nicht eingeordneten Linien besagen nun keineswegs, daß sich auf der Sonne noch viele uns auf der Erde unbekannte Elemente befinden. Es ist vielmehr als Frucht der modernen Atomphysik die Einsicht gewonnen worden, daß jedes Element je nach der Art seiner Anregung ganz verschiedene Linienspektren zu emittieren vermag, also wesentlich verschiedene, wenn das Leuchten bei verschiedenen Temperaturen und Drucken angeregt wird. Der Astronom gewinnt mit der Spektralanalyse der Gestirne also nicht nur ein Werkzeug, um deren chemische Zusammensetzung zu erforschen, sondern darüber hinaus ein Werkzeug, die physikalischen Verhältnisse zu studieren, unter denen die Stoffe in den Sternatmosphären leuchten. Diese Erkenntnis hat erst in den allerletzten Jahren die eigenartige Erfahrungstatsache verstehen lassen, daß in den Spektren der heißesten Sterne mit einer Oberflächentemperatur von 20 000° bis 30 000° wesentlich andere und weniger Spektrallinien auftreten als in den kälteren Sternen, zu denen auch die Sonne mit

ihren 6000° Oberflächentemperatur zu rechnen ist. Wir haben deshalb auch die Überzeugung, daß die im Sonnenspektrum noch nicht identifizierten Spektrallinien von uns bekannten Stoffen herrühren, die jedoch auf der Sonne unter Verhältnissen leuchten, wie wir sie in Laboratoriumsversuchen bisher nicht haben realisieren können.

Viele der Fraunhoferschen Linien entstammen der Chromosphäre, einer dünnen Atmosphäre, die die Photosphäre umgibt. Anläßlich einer totalen Finsternis treten zwei ganz kurze Momente ein, wo unmittelbar vor Einsetzen der Totalität der Mond die ganze Photosphäre zwar schon bedeckt hat, aber in einer schmalen Sichel die Chromosphäre der Sonne an der Stirnseite der Mondbewegung noch freiliegt. Ebenso leuchtet am Schluß der Totalität erst sichelförmig ein Teil der Chromosphäre auf, bevor der Mond die Photosphäre an seinem Rande wieder aufleuchten läßt. In diesen zwei kurzen Momenten sehen wir das Licht der Chromosphäre nicht auf das kontinuierliche Spektrum der Photosphäre projiziert, und es leuchten viele Linien, sonst als dunkle Fraunhofersche Linien sichtbar, als helle Emissionslinien auf. Es ist nun ohne weiteres einleuchtend, daß in diesen Momenten sich zugleich offenbaren wird, welche Stoffe sich sehr hoch über die Sonnenphotosphäre erheben, und welche nur in einer sehr schmalen tiefen Zone sich aufhalten. Ist die Sichel z. B. im Lichte einer Spektrallinie des Wasserstoffs oder Kalziums sehr weit ausgedehnt, so heißt das, daß sich diese Stoffe hoch über die Sonne erheben, während die Stoffe, die sich stark in den untersten Schichten verdichten, beim Aufleuchten dieses sog. flash-Spectrums im Lichte ihrer Spektrallinien gleichzeitig nur kurz entwickelte Sicheln zeigen werden.

So bildet die Aufnahme des flash-Spectrums anläßlich einer totalen Sonnenfinsternis die Möglichkeit, den Aufbau der inneren Sonnenatmosphäre, der Chromosphäre, zu studieren. Doch sind diese Aufnahmen sehr schwierig zu gewinnen, da man nur kurze Momentaufnahmen machen kann und den Zeitpunkt des Aufleuchtens dieses Chromosphärenlichtes genau abpassen muß. Es ist deshalb als ein sehr großer Fortschritt empfunden worden, daß man mit den lichtstarken Instrumenten moderner Konstruktion manche der Erscheinungen in der Chromosphäre heute auch außerhalb der Finsternis verfolgen kann, deren Beobachtung früher an die seltenen Augenblicke der totalen Finsternisse gebunden schienen. Infolgedessen ist die Bedeutung der Aufnahmen des flash-Spectrums bei den Finsternissen nicht mehr so

hervorstechend. Immerhin stellt es eine der denkwürdigsten Tatsachen in der Geschichte der Physik und Astronomie dar, daß das Heliumgas, ein Gas, das heute in den Ölquellen Amerikas immerhin so reichlich gefunden wird, daß man die Luftschiffe damit füllt, ein Gas, das auch sonst eine ganz besonders wichtige Rolle im Aufbau der Atome spielt — viele radioaktiven Stoffe senden Helium aus —, daß also dieses Helium anläßlich einer Finsternis im flash-Spectrum der Chromosphäre entdeckt wurde und erst daraufhin von Ramsay auf der Erde nachgewiesen werden konnte.

Während nämlich gewisse Spektrallinien, die vom Helium emittiert werden, sonst unter den Fraunhoferschen Linien im Sonnenspektrum nicht zu finden sind, leuchten sie bei einer Finsternis im Chromosphärenspektrum hell auf, und da man, als diese Erscheinung zum erstenmal wahrgenommen wurde, diese Linie bei keinem bekannten irdischen Stoffe beobachtet hatte, so sprach man diese Linien einem neuen Element zu und nannte dieses Helium — nach helios, der Sonne im Griechischen. Es ist ein glücklicher Umstand gewesen, daß diese Hypothese wirklich berechtigt gewesen ist; damals war man sich noch nicht wie heute darüber klar, daß dasselbe Element sehr verschiedene Spektren je nach der Art seiner Anregung auszusenden vermag. Das Auftreten einer neuen Spektrallinie gestattet also keineswegs sofort den Schluß auf ein neues Element. Im Falle des Helium ist dieser Schluß richtig gewesen; in dem Falle, der heute noch ungelöst vorliegt, nämlich dem Spektrum der Korona, scheint die gleiche Schlußweise nicht richtig zu sein. Es ist dies das Rätsel, von dem ich schon im Vorangehenden eine Andeutung machte.

Das Koronaspektrum.

Die Photosphäre der Sonne umschließt als weit ausgedehnte Atmosphäre oberhalb der Chromosphäre noch die Korona. Die Korona ist nur während der kurzen Dauer einer Sonnenfinsternis sichtbar. Sie ist eine weit ausgedehnte, hell leuchtende Gloriole, die die verdunkelte Sonne wie einen Strahlenkranz umgibt. Ihr Ursprung, d. h. ihr Zusammenhang mit der übrigen Sonne ist bis heute noch unaufgeklärt, desgleichen ihre Zusammensetzung. Ihre äußere Ausdehnung wechselt von Finsternis zu Finsternis in immer noch unerforschtem Zusammenhang mit den sonstigen Vorgängen auf der Sonne. Manchmal ist sie sehr schwach entwickelt, zu anderen Zeiten außerordentlich

hell, die Sonne in einer Höhe bis zu etwa 1 000 000 km umgebend. Dabei offenbart ihre Struktur eigenartige Merkmale, die wie die Kraftlinien eines Magnetfeldes anmuten. Ihre Form ist keineswegs regelmäßig, sie enthält vielmehr strahlenartige Gebilde, die sich manchmal ungeheuer weit über die Sonne heraus verfolgen lassen, bis zu mehreren Millionen Kilometern weit. Das Spektrum des Koronalichtes enthält neben reflektiertem Sonnenlicht helle Spektrallinien, aber keine dieser Linien hat bisher identifiziert werden können. Der nächstliegende Erklärungsversuch, daß sich hier ein uns noch unbekannter Stoff offenbart, scheint nicht gangbar. Die heute hoch entwickelte Theorie der Atomstrukturen läßt ohne weiteres keinen Raum mehr für neue Stoffe. Man vermutet deshalb, daß ein uns längst bekannter Stoff — Kalzium z. B. spielt in den äußersten Schichten der Chromosphäre eine überragende Rolle — in der Korona unter Anregungsbedingungen leuchtet, die uns noch fremd sind, so daß das von ihr emittierte Spektrum uns noch unbekannt ist. Jedenfalls bietet uns bis heute das Koronaspektrum ein ungelöstes Rätsel dar. Es stellt darum die weitere Erforschung dieses Spektrums neben der Lichtablenkung das bedeutendste Problem während einer Sonnenfinsternis dar.

Ob ein einheitlicher Stoff dieses Koronalicht ausstrahlt oder ein Gemisch vieler Stoffe sich in die Erzeugung der beobachteten Spektrallinien teilt, ist noch nicht entschieden. Einige der im Koronaspektrum aufgefundenen Spektrallinien scheinen durch eine Serienbeziehung miteinander in Zusammenhang zu stehen, so daß eine einzige Atomart für ihre Emission verantwortlich zu machen wäre; doch liegt vorläufig noch tiefes Dunkel über diesem Stoff, so daß auch alle vermuteten Serienbeziehungen noch keine Beweiskraft haben. Es ist aber mit Gewißheit zu erwarten, daß die Aufklärung dieses Rätsels, nicht nur für die Astrophysik, sondern auch für die Atomphysik von größtem Interesse sein wird. Denn ein Einblick in solche ungewöhnlichen Leuchtvorgänge der Atome liefert oft tiefe Einblicke in die Strukturgesetze der Atome. Da die Anregungsbedingungen, unter denen die Stoffe in der Korona leuchten, sicherlich solche sind, wie sie im Laboratorium schwerlich realisiert werden können, — die Drucke sind vermutlich so niedrig, daß selbst höchstes mit Luftpumpen erreichbares Vakuum mit dieser Verdünnung nicht verglichen werden kann; zugleich unterliegen die Atome der beispiellos intensiven Bestrahlung durch die Sonnenphotosphäre mit ihrer Oberflächentemperatur von 6000° —, so erweitert die Astrophysik durch die Erforschung der kos-

mischen Lichtquellen die Forschungsmöglichkeiten der Atomphysik in ungeahntem Maße. Darum greifen auch die spektralanalytischen Untersuchungen während einer totalen Finsternis weit über den Rahmen der engeren astronomischen Probleme hinaus und verleihen den Sonnenfinsternis-Expeditionen eine Bedeutung für die ganze physikalische Forschung, nicht minder als wie es das grundlegende Problem des Nachweises der Schwere des Lichts an der Lichtablenkung in der Nähe der Sonne tat.

Zu den spektralanalytischen Untersuchungen an der Korona haben während einer Finsternis noch photometrische Untersuchungen und photographische Aufnahmen der Korona ergänzend zu treten. Die eigenartig strahlige Struktur der Korona scheint anzuzeigen, daß sie der Sitz von Kräften ist, die in der Sonne ihren Ursprung haben, deren Natur jedoch noch nicht erkannt ist. Nur durch Aufnahmen der Korona mit genügend großem Maßstabe wird sich das Wesen dieser Kräfte und die Ursache der von Finsternis zu Finsternis wechselnden Ausdehnung der Korona aufklären lassen. Deshalb wird man keine sich bietende Gelegenheit vorläufig sich entgehen lassen dürfen, um Beobachtungsmaterial über diese Erscheinungen zu sammeln. Auch eine sorgfältige photometrische Untersuchung des Koronalichtes verspricht wichtige Aufschlüsse, also Untersuchungen über ihren Helligkeitsabfall mit wechselndem Abstand vom Sonnenrande, und die insgesamt von ihr ausgestrahlte Licht- und Wärmeenergie.

Schlußbemerkung.

Die vorangehenden Darlegungen sollten die Antwort begründen, die am Anfang bejahend auf die Frage gegeben wurde, ob sich der gewaltige Aufwand von Arbeit, Zeit und Geldmitteln, der zur Ausrüstung von Sonnenfinsternis-Expeditionen fast jährlich gemacht wird, durch die wissenschaftliche Bedeutung der Beobachtungen gerechtfertigt wird, die während einer solchen totalen Finsternis angestellt werden können. In der Tat ist diese Frage bei dem heutigen Stand der Forschung viel nachdrücklicher zu bejahen als vielleicht vor einigen Jahren. Durch die Aufstellung der Relativitätstheorie und Quantentheorie sind auch die Finsternisprobleme in den großen Kreis von Problemen gezogen worden, die die Physik in den letzten Jahren bewegen, so daß ihre allgemeine Bedeutung ganz außerordentlich gestiegen ist. Deshalb werden trotz der großen Opfer, die solche Expeditionen

fordern, und der mannigfachen Enttäuschungen, die sie oft bringen, wenn z. B. nach monatelangen Vorarbeiten eine in den kritischen Momenten der Finsternis vor den Mond und die Sonne tretende Wolke alle Beobachtungen illusorisch macht, die deutschen Astronomen und Physiker diese Opfer nicht scheuen dürfen, um an der Förderung der vorliegenden Probleme mitzuwirken. Sie haben auch, insbesondere in den auf den Krieg folgenden Jahren, keine Gelegenheit versäumt, um wieder an diesen Forschungen teilzunehmen, hätten es aber nicht vermocht, wenn nicht die Notgemeinschaft der Deutschen Wissenschaft in diesen schweren Jahren in so außerordentlichem Maße an der Förderung dieser Unternehmungen mitgewirkt hätte, daß ihre Hilfe die verschiedenen Finsternisexpeditionen: 1922 nach Christmas Island, 1924 nach Mexiko, 1926 nach Sumatra, 1927 nach Norwegen zum Teil erst ermöglicht hat. Es wird für die deutsche Astronomie von ausschlaggebender Wichtigkeit sein, daß sie auch in den kommenden Jahren an der Notgemeinschaft eine Stütze für die Förderung der ihr hier gestellten Aufgaben findet.

Nachtrag

Nach Abschluß der vorausgehenden Darlegungen über die Bedeutung der Beobachtungen von totalen Sonnenfinsternissen für die Astrophysik, in denen ich zum Schluß der Hoffnung Ausdruck gab, daß deutschen Astronomen die Möglichkeit geboten werde, die damals nahe bevorstehende Finsternis im Jahre 1929 zu beobachten, hat sich in der Tat diese Hoffnung erfüllt.

Am 9. Mai dieses Jahres ereignete sich eine totale Finsternis von der ungewöhnlichen Dauer von fünf Minuten, die in Nordsumatra, Siam und auf den Philippinen sichtbar war. Dank der lebhaften Förderung eines von den Astronomen vorgebrachten Wunsches, die Gelegenheit nicht ungenützt vorübergehen zu lassen, zur Lösung der im vorangehenden entwickelten Probleme neues Beobachtungsmaterial, unter Ausnutzung der in den früheren Jahren erworbenen Erfahrungen, zu gewinnen, wurden durch die Notgemeinschaft unter Mitwirkung des Preußischen Kultusministeriums zwei Expeditionen nach dem Osten entsandt. Die eine nahm Station in Siam; sie hatte sich die Untersuchung der Helligkeitsverhältnisse in der Korona zur besonderen Aufgabe gemacht. Leider sind ihre Bemühungen durch un-

günstige Wetterverhältnisse während der Dauer der Finsternis nur von geringem Erfolg gekrönt worden. Glücklicher verlief die Expedition nach Nordsumatra, die sich die Untersuchung der Lichtablenkung im Schwerefeld der Sonne und die Untersuchung des Spektrums der Korona zur ausschließlichen Aufgabe gemacht hatte.

An der Expedition nahmen außer dem Verfasser noch Professor Dr. W. Grotrian, Dr. v. Klüber und der Feinmechaniker E. Strohbusch teil. Zwei Fernrohre waren für die Prüfung der Relativitätstheorie, eine neu konstruierte Polachse, mit drei Spektralapparaten versehen, für die Aufnahmen des Koronaspektrums bestimmt. Die Fernrohre zur Aufnahme von Sternen nahe der Sonne waren schon bei den vorausgehenden Expeditionen nach Christmas Island (1922), Mexiko (1924), Sumatra (1926) für die gleiche Aufgabe benutzt worden, wurden aber auf Grund der früher gewonnenen Erfahrungen vollständig umgebaut. Nachdem sie in Potsdam vor Ausfahrt der Expedition gründlich erprobt worden waren, wurden sie über Amsterdam nach Belawan, dem Haupthafen Nordsumatras, verschifft und von dort per Bahn und Lastauto tief ins Hochgebirge von Atjeh-Nordsumatra nach Takengon befördert. Takengon, eine ansehnliche Niederlassung der Gajo-Malaien, lag nicht weit von der zentralen Linie der Totalitätszone, so daß die totale Finsternis dort eine Dauer von fast fünf Minuten erreichte. Die Gelegenheit, eine Finsternis dieser Dauer in einer Höhe von über 1200 m zu beobachten, bietet sich so selten und mußte zugleich so außerordentlich günstige Beobachtungsmöglichkeiten gestatten, vorausgesetzt, daß es in den kritischen fünf Minuten der Totalität klar war, daß wir beschlossen, das doppelte Risiko auf uns zu nehmen, nämlich einmal die Gefahr der Beförderung des etwa 15 000 kg schweren und mehr als 70 Kisten umfassenden Expeditionsgutes auf einer schwierigen Bergstraße in das Innere des Landes und außerdem das im Gebirge in den Tropen stets etwas größer eingeschätzte Risiko des Wetters. Die Erfahrung entschied in diesem Falle zugunsten des Mutigen. Es gelang, die empfindlichen und schweren Instrumente, neben allen photographischen Utensilien, noch eine Radiostation, Lichtmaschine, Uhren usw. nach Takengon zu schaffen, ohne daß irgendein Teil Schaden genommen hätte. Obwohl Maurer zur Errichtung der Instrumentenpfeiler und alles Baumaterial aus einigen hundert Kilometern erst herbeigeholt werden mußte, gelang es, den Aufbau und die Justierung aller Instrumente rechtzeitig zu vollenden, und obwohl während des ganzen Aufenthaltes der Expedition, ins-

besondere mit Annäherung an den Termin der Finsternis die Wetterverhältnisse im Gebirge sehr ungünstig waren, wurde es während der Zeit der Totalität klar, und es gelang das ganze Beobachtungsprogramm der Expedition lückenlos zu erledigen. Das gewonnene Beobachtungsmaterial scheint nach den bisherigen Ergebnissen der Durchmusterung sehr gut zu sein. Die Platten zur Untersuchung der Lichtablenkung zeigen mehr Sterne, als wir zu gewinnen gehofft hatten, die Koronaspektren zeigen viele Spektrallinien mit mannigfachen interessanten Einzelheiten. Die Bearbeitung des Materials ist im Gange, wird aber noch mehrere Monate in Anspruch nehmen.

Es bestehen berechtigte Hoffnungen, daß das zur Prüfung der Relativitätstheorie gewonnene Material die endgültige Entscheidung für oder gegen diese Theorie erbringen wird, so daß man weitere Versuche in dieser Richtung bei den zukünftigen Finsternissen nur anstellen wird, wenn sichere Aussichten bestehen, gegenüber diesem Material wiederum einen Fortschritt zu erzielen. Auch im Hinblick auf das sonst gewonnene Beobachtungsmaterial hat diese Expedition alle Erwartungen erfüllt und hat die in sie gesteckten Opfer an Arbeit und Geldmitteln reichlich gelohnt.

Aufgaben und neuere Methoden der Astrophotometrie

Von Prof. Dr. H. Rosenberg, Kiel

Die Astrophotometrie — zugleich der älteste und lange Zeit vernachlässigteste Zweig der Astrophysik — steht heute im Mittelpunkt astronomischer Forschung. Sie leitete ihren ersten großen Aufschwung her von der Entdeckung einiger Sterne, deren Helligkeit periodischen Schwankungen unterworfen zu sein schien; man wollte die Art dieses Lichtwechsels genauer feststellen und auf seine Ursachen zurückführen, man erdachte Instrumente und Methoden, um die Helligkeit der Sterne mit möglichst hoher Genauigkeit messen zu können. Wie fruchtbar gerade dieser Arbeitszweig mit der Zeit geworden ist, erhellt aus dem Umstand, daß der im Jahre 1922 von der Astronomischen Gesellschaft herausgegebene „Katalog der Veränderlichen Sterne" den Lichtwechsel von über 2000 dieser Variablen eingehend beschreibt, und daß die seitdem von der Sternwarte Berlin-Babelsberg organisierte photographische Überwachung des Himmels bereits einige Hundert neuer Veränderlicher hat auffinden lassen.

Über dieses rein physikalische Interesse an einer bestimmten Gruppe von Sternen hinaus hat sich aber die Astrophotometrie als eines der unentbehrlichsten Werkzeuge und mächtigsten Hilfsmittel auf fast allen Gebieten der Himmelskunde erwiesen. Die Bestimmung der größten uns bisher zugänglichen Entfernungen im Raum, unsere Anschauungen über Ausdehnung und Form des ganzen Fixsternsystems, die Stellung der Sternhaufen und Nebelflecke im Kosmos, die Oberflächenbeschaffenheit und Gestalt einer Anzahl Körper unseres Sonnensystems, die Massen der Kometen, die Bahnverhältnisse gewisser Doppelsternsysteme — alle diesbezüglichen Erkenntnisse unserer Zeit basieren großen Teils auf Helligkeitsmessungen an diesen Gestirnen, und eine Vermehrung des Beobachtungsmaterials, eine Genauigkeitssteigerung der photometrischen Messungen versprechen noch eine wesentliche Vertiefung unserer Anschauungen vom Weltganzen.

Die heute am wichtigsten erscheinende Aufgabe der Astrophotometrie besteht in der Sammlung eines möglichst großen statistischen Materials exakter Helligkeitsbestimmungen von Fixsternen und Nebelflecken, um unser typisches Weltbild in seinen Einzelheiten auszubauen.

Die Richtung nach einem jeden Objekt an der Sphäre zu bestimmen, ist Aufgabe der messenden Astrometrie und kann heute für eine sehr große Anzahl von Fixsternen und Nebelflecken (zirka 500 000) mit aller wünschenswerten Schärfe als gelöst gelten. Wenn es uns noch gelänge, auch die Entfernungen aller dieser Gebilde mit einer entsprechenden Genauigkeit festzulegen, dann wäre uns der räumliche Aufbau des Universums gegeben, dann könnten wir uns ein Modell des ganzen Sternsystems aufbauen; durch Wiederholung dieser Arbeit in späteren Epochen werden sich die Ortsveränderungen der einzelnen Sterne oder ganzer Gruppen von Sternen festlegen, die Gesetzmäßigkeiten darin erkennen und die so ermittelten Bewegungsvorgänge — vielleicht — auf ihre Ursachen zurückführen lassen.

Noch sind wir weit von der Lösung des ersten Teiles dieser Aufgabe entfernt. Direkte Entfernungsbestimmungen (Parallaxen) sind bisher nur bei wenigen Tausenden von Sternen — unseren nächsten Nachbarn im Raum — möglich gewesen; bei allen übrigen sind wir heute noch auf indirekte Methoden angewiesen. Und gerade hier ist die Photometrie berufen, eine hervorragende Rolle zu spielen.

Die scheinbare Helligkeit eines Sternes hängt offenbar ab von seiner absoluten Leuchtkraft und seiner Entfernung, da die Lichtstärke proportional zum Quadrat der Entfernung abnimmt; die absolute Leuchtkraft eines Fixsternes ist aber ihrerseits eine Funktion der Oberflächentemperatur und der Größe der strahlenden Oberfläche, d. h. des Durchmessers des betreffenden Sternes.

Scheinbare Helligkeit, Oberflächentemperatur, Durchmesser und Entfernung eines Sternes sind also eng miteinander verknüpft. Kennt man drei von diesen Größen, so läßt sich die vierte berechnen.

Die Bestimmung der scheinbaren Helligkeit ist einzig und allein Aufgabe der Astrophotometrie. Die Oberflächentemperatur läßt sich entweder auf Grund theoretisch-physikalischer Überlegungen aus den qualitativen Ergebnissen der Astrospektroskopie ableiten oder auch direkt aus spektralphotometrischen und diesen verwandten kolorimetri-

schen Messungen bestimmen, Methoden, die ebenfalls in das Gebiet der messenden Photometrie gehören. Die Durchmesser der Fixsterne wurden zuerst bei Fixsternen bekannter Parallaxe (Entfernung) auf Grund der scheinbaren Helligkeit und der Oberflächentemperatur berechnet. Es zeigte sich dabei, daß Sterne verschiedenen Durchmessers gewisse spektrale Unterschiede aufwiesen, so daß man jetzt umgekehrt für Sterne, welche diese spektralen Merkmale besitzen, den Durchmesser ableiten und damit die Entfernung berechnen kann (spektroskopische Parallaxen). Durch Michelson ist in neuerer Zeit eine interferometrische Methode im Mt.-Wilson-Observatory erprobt worden, die es gestattet, Durchmesser von Fixsternen direkt zu messen; die auf diesem Wege ermittelten Durchmesser zeigen die denkbar beste Übereinstimmung mit den indirekt errechneten Werten und liefern damit den Beweis für die Richtigkeit der diesen Berechnungen zugrunde gelegten Annahmen. Exakte Bestimmung der scheinbaren Helligkeit einer möglichst großen Zahl von Fixsternen, möglichst für verschiedene Wellenlängen oder Wellenlängengebiete, ist daher eine der wichtigsten Aufgaben des Tages.

Eine besondere Rolle bei der Entfernungsbestimmung der Fixsterne spielt eine spezielle Gruppe der schon obenerwähnten Veränderlichen, die nach ihrem Hauptvertreter — dem Stern δ im Cepheus — als δ-Cephei-Veränderliche bezeichnet werden. Bei diesen Sternen hat sich ein enger Zusammenhang zwischen der Periodenlänge des Lichtwechsels und der absoluten Leuchtkraft des Sternes herausgestellt, so daß hier die Bestimmung der scheinbaren Helligkeit und der Elemente des Lichtwechsels direkt zu einer Entfernungsbestimmung führt. Auf Grund dieser Methode wurden zuerst die ungeheuren Entfernungen der „Kugelförmigen Sternhaufen", die bis auf 67 000 parsec. (= 220 000 Lichtjahre) führen, durch Shapley berechnet, und auf noch erheblich größere Entfernungen weisen Beobachtungen an Spiralnebeln hin, die ebenfalls auf photometrischen Messungen basieren.

Eine andere Gruppe von Veränderlichen — nach ihrem Hauptvertreter als Algol-Variable bezeichnet — haben sich als Doppelsterne herausgestellt, deren Komponenten allerdings so eng beieinander stehen, daß sie selbst in den mächtigsten Teleskopen der Jetztzeit nicht mehr getrennt werden können. Hier haben die photometrischen Bestimmungen der Elemente des Lichtwechsels in Verbindung mit

spektroskopischen Messungen der Radialgeschwindigkeit zur Erkenntnis der Doppelsternnatur und zur Ableitung der Bewegungs- und Massenverhältnisse in diesen Doppelsternsystemen geführt.

Bei Helligkeitsmessungen von Fixsternen handelt es sich stets um die Messung der Gesamthelligkeit punktförmiger Objekte. Gehen wir zu den Nebelflecken oder zu den Körpern unseres Sonnensystems über, die fast alle eine im Fernrohr erkennbare, mehr oder weniger ausgedehnte Oberfläche besitzen, so hat an Stelle der Bestimmung der Gesamthelligkeit die Bestimmung der Flächenhelligkeit an den verschiedenen Stellen der Gestirnsoberfläche zu treten. Die Methoden zur Messung der Flächenhelligkeit zölestischer Objekte sind jedoch noch sehr jung, und so kommt es, daß dieser für die Erkenntnis der physikalischen Oberflächenzustände unserer Nachbarwelten äußerst wichtige Zweig der Photometrie noch in seinen ersten Anfängen steht. Für alle Körper unseres Sonnensystems sind hier noch wichtige Aufschlüsse zu erwarten.

Bei dem Zentralgestirn der Sonne, die nicht nur als Wärme-, Licht- und Kraftspender des Systems unser besonderes Interesse beanspruchen darf, sondern die zugleich der einzige Fixstern ist, dessen Physiognomie wir im einzelnen studieren und so aus den Einzelergebnissen Rückschlüsse auf die integrierenden Beobachtungen an den anderen Fixsternen ziehen können, sind die Konstanz der Sonnenstrahlung, die Helligkeitsverteilung auf der Sonnenoberfläche — besonders unter Berücksichtigung des Lichtes verschiedener Wellenlängen —, das Helligkeitsverhältnis der Sonnenfackeln und Sonnenflecken zu der sie umgebenden Photosphäre Objekte photometrischer Untersuchungen. Von besonderem Interesse sind die Helligkeitsverhältnisse der äußersten Sonnenschichten, der Chromosphäre, der Protuberanzen und der Korona, die nur bei der Gelegenheit totaler Sonnenfinsternisse beobachtet werden können, und über deren Natur wir bei der Seltenheit dieser Erscheinungen noch sehr unvollkommen unterrichtet sind. Es wäre dringend zu wünschen, daß bei der Ausrüstung künftiger Sonnenfinsternisexpeditionen mehr als bisher auf die Gewinnung photometrisch einwandfreier Daten über die Helligkeitsverhältnisse der Chromosphäre und der Korona Rücksicht genommen wird. Die Vorbereitungen für diesbezügliche Untersuchungen waren von der Kieler Universitäts-Sternwarte anläßlich der Expedition zur Beobachtung der totalen Sonnenfinsternis vom 29. Juni 1927 nach Lappland in großem Maßstabe getroffen

worden, doch scheinen nach den provisorischen Ergebnissen die Platten infolge von gerade im Zeitpunkt der Totalität auftretender Bewölkung nur die Ableitung der Helligkeitsverteilung in der Korona, nicht aber die Festlegung von absoluten Werten dieser Helligkeit zu gestatten, so daß eine Wiederholung dieser Untersuchungen bei nächster Gelegenheit erwünscht erscheint[1]).

Während wir bei den in eigenem Licht strahlenden Fixsternen — einschließlich der Sonne — auf Grund spektroskopischer Beobachtungen über die chemische Zusammensetzung der strahlenden Oberflächenschichten verhältnismäßig genau Bescheid wissen, tappen wir in dieser Hinsicht bei dem Mond und den großen Planeten, die uns nur im reflektierten Sonnenlicht sichtbar werden, vollständig im Dunklen. Der einzige Weg, unsere Erkenntnis in dieser Hinsicht zu erweitern, besteht hier in der Messung der Helligkeit, d. h. der reflektierenden Kraft dieser Oberflächen an möglichst zahlreichen Punkten und für verschiedene Wellenlängen. Schon Helligkeitsmessungen in einem einzigen Wellenlängengebiet können hier bemerkenswerte Resultate liefern. So ist es beispielsweise unstatthaft, die Oberfläche unseres Mondes, die im Mittel nur 17% des auf sie fallenden Sonnenlichtes reflektiert, als aus Eis oder Schnee bestehend zu deuten, weil in diesem Falle das Reflexionsvermögen auf Grund irdischer Messungen an diesen Substanzen über 70% betragen müßte. Da die Mehrzahl der Stoffe, aus denen die Oberflächen von Mond und Planeten zusammengesetzt sind, eine ausgeprägte Oberflächenfarbe besitzen werden, so können hier speziell spektral-photometrische Messungen im Vergleich mit solchen an den verschiedenen irdischen Substanzen wichtige Einblicke in die Natur der Baustoffe unserer Nachbarwelten gewähren. Auch die physikalische Struktur der Oberfläche, z. B. ob glatt oder porös, läßt sich unter Umständen aus Messungen der Helligkeit dieser Gestirne im Zusammenhang mit der Phase ableiten. Bei den kleinsten Körpern unseres Sonnensystems, den Planetoiden und Trabanten der großen Planeten, die keinen meßbaren Durchmesser erkennen lassen, liefern die photometrisch gemessenen Gesamthelligkeiten wichtige Daten über die Gestalt (z. B. dreiaxiges Ellipsoid) und Umdrehungszeit dieser Objekte.

Auch über die Natur der Kometen haben die astrophotometrischen

[1]) Von den zur Beobachtung der totalen Sonnenfinsternis vom 9. Mai 1929 entsandten Expeditionen liegen die Ergebnisse noch nicht vor.

Messungen neue Aufschlüsse gegeben. Diese Himmelskörper haben eine so geringe Masse, daß sie keinerlei erkennbaren Störungen auf die Bahnbewegungen der Planeten ausüben, trotzdem sie sich denselben gelegentlich bis zur Berührung genähert haben, und sie besitzen eine so geringe Dichte, daß sie keinerlei erkennbare Refraktions- oder Absorptionswirkung auf das Licht der Fixsterne ausüben, an denen der Komet vorüberzieht. Hier bieten photometrische Messungen der Flächenhelligkeit zur Zeit die einzige Möglichkeit, um zu einer Abschätzung der Masse und Dichte von Kometen zu gelangen.

Nebenbei möge erwähnt werden, daß nicht nur der Astronom an Helligkeitsmessungen der Himmelskörper interessiert ist, sondern daß auch die Meteorologie von den exakten Ergebnissen der Astrophotometrie Vorteil zieht. Denn die Durchsichtigkeit, bzw. die Durchsichtigkeitsschwankungen unserer Atmosphäre, die eines der hauptsächlichsten Interessengebiete der modernen Meteorologie darstellen, gehen voll in die astrophotometrischen Messungen ein und müssen daher zu ihrer Eliminierung aus dem Resultat gesondert bestimmt werden. Was der einen Disziplin eine höchst unerwünschte Beigabe bedeutet, wird hier für die andere zum Selbstzweck.

Die meisten der hier angedeuteten Aufgaben der Astrophotometrie sind noch weit von der Lösung entfernt und stehen zum Teil noch in ihren ersten Anfängen. Die Ursache dieser bei einem auf Hipparch und Ptolemäus zurückführenden Alter der Himmelsphotometrie immerhin bemerkenswerten Tatsache ist wohl darin zu erblicken, daß — während Methoden und Instrumente zur Ortsbestimmung der Gestirne in jahrhundertlanger Entwicklung einen sehr hohen Grad von Vollendung erreicht hatten — die Konstruktion brauchbarer photometrischer Apparate und Methoden noch verhältnismäßig jung ist. Erst in den letzten Dezennien sind einwandfrei arbeitende, den Anforderungen des Astronomen entsprechende photometrische Apparaturen und Messungsmethoden ausgearbeitet worden, welche uns heute die Möglichkeit bieten, an die ausgedehnten Aufgaben heranzutreten, deren Lösung mit Hilfe der älteren, unvollkommeneren Methoden entweder unmöglich war oder einen Zeit- und Arbeitsaufwand erfordert hätten, der von vornherein von der Inangriffnahme abschrecken mußte.

Die Entwicklung der modernen photometrischen Methoden hat sich dabei nach zwei Richtungen erstreckt:

1. Steigerung der Messungsgenauigkeit,
2. Gewinnung einer möglichst großen Arbeitsökonomie.

Während der erste Gesichtspunkt bei allen Spezialuntersuchungen an verhältnismäßig wenigen Objekten in den Vordergrund zu stellen ist, wird Punkt 2 bei allen statistischen Arbeiten von ausschlaggebender Bedeutung.

Bei den älteren Methoden, gleichgültig ob es sich um einfache Helligkeitsschätzungen oder um genauere Messungen mit eigens für diesen Zweck konstruierten Apparaten handelte, beruhte die Helligkeitsbestimmung letzten Endes ausschließlich auf dem Urteil des menschlichen Auges. Ganz abgesehen davon, daß unser Auge verhältnismäßig unempfindlich für feinere Helligkeitsunterschiede ist — es kann unter den günstigsten Umständen nur etwa 1% eines Helligkeitsverhältnisses (entsprechend 0.01 Größenklasse) auffassen — sind die subjektiven Helligkeitsangaben einer Reihe von persönlichen Fehlerquellen unterworfen, die nicht nur von Beobachter zu Beobachter wechseln, sondern auch bei dem gleichen Beobachter von Zeit, Stimmung und Ermüdung beeinflußt werden. Es ist daher, seit sich das Bedürfnis nach genaueren photometrischen Messungen in der Astronomie fühlbar gemacht hat, das Bestreben der Astronomen, das Auge aus dem ganzen Komplex photometrischer Messungen auszuschalten und durch exakte objektive Methoden zu ersetzen. Es handelt sich um Instrumente, welche selbständig auf Lichtstrahlen — oder allgemeiner auf Strahlen irgendwelcher Farbe bzw. Wellenlänge — reagieren, und deren uns die Physik eine ganze Anzahl zur Verfügung stellt. Bisher haben vier derartige Methoden in die Astrophotometrie Eingang gefunden:

1. die Thermozelle,
2. das Bolometer,
3. die Selenzelle und
4. die alkalische Photozelle.

Von diesen vier Instrumenten haben die Thermozelle und die Photozelle insofern eine gewisse Ähnlichkeit, als beide als Stromquelle wirken, wenn bestimmte Strahlen auf sie fallen; die Messungsmethode besteht hier in der Messung der zum Teil äußerst schwachen elektrischen Thermo- bzw. Photoströme. Andererseits ähneln sich auch Bolometer und Selenzelle in gewissem Sinne, als beide unter dem Einfluß der Bestrahlung den Widerstand ändern, den sie einem durchfließenden elektrischen Strom entgegensetzen; die photo-

metrische Messung wird hier auf eine Widerstandsmessung zurückgeführt. Thermozelle und Bolometer sind besonders für Wärmestrahlen, also langwelliges Licht, empfindlich, Selenzelle und Photozelle für Licht kurzer Wellenlängen, so daß die Kombination beider Typen von Instrumenten bereits kolorimetrische Ergebnisse liefern, aus denen sich die Oberflächentemperatur der Sterne berechnen läßt.

Thermozelle und Bolometer finden bereits seit längerer Zeit Anwendung auf die Messung der Sonnenstrahlung und sind in jüngster Zeit auch mit Erfolg auf Intensitätsbestimmungen von Sternen angewandt worden; da sie verhältnismäßig unempfindlich sind, so bedarf man für ihre Benutzung in der Sternphotometrie der allergrößten Teleskope. Dagegen gewinnen Selenzelle und besonders die alkalische Photozelle auch an kleineren Instrumenten immer steigende Bedeutung bei allen stellar-photometrischen Arbeiten.

Als erster hat Stebbins in den Jahren 1909—1910 in größerem Maßstabe Versuche mit der Selenzelle zur Helligkeitsbestimmung von Sternen angestellt und damit in bezug auf Messungsgenauigkeit hervorragende Resultate erzielt; die Entdeckung des sekundären Minimums in der Lichtkurve von Algol war die erste Frucht dieser Untersuchungen. Die Selenzelle ist jedoch äußerst diffizil in der Behandlung; sie besitzt nämlich zwei Eigenschaften, welche ihre Benutzung am Fernrohr erschweren: Einmal ändert sich der Widerstand des Selens nicht nur unter dem Einfluß der Bestrahlung mit Licht, sondern er hängt auch in hohem Maße von der Temperatur der Zelle ab. Man hat dafür zu sorgen, daß die Selenzelle während einer ganzen Beobachtungsreihe konstante Temperatur beibehält, eine Forderung, die im Laboratorium des Physikers leichter zu erfüllen ist, als in dem geöffneten Kuppelraum einer Sternwarte, dessen Temperatur allen Schwankungen der Außentemperatur möglichst schnell folgen soll. Stebbins hat sich hier in der Weise geholfen, daß er die ganze am Fernrohr hängende Selenzelle in ein Gefäß mit schmelzendem Eis einpackte, eine unbequeme und überdies nur an größeren Teleskopen anwendbare Einrichtung.

Noch viel störender ist die zweite Eigenschaft des Selens, nach Aufhören eines Lichteindruckes nicht sogleich wieder den früheren Dunkelwiderstand anzunehmen, sondern erst ganz allmählich auf den alten Wert zurückzugeben (lichtelektrische Ermüdung). Stebbins mußte nach jeder Messung eine 1/4—1/2 Stunde warten, ehe er auf den nächsten Stern übergehen konnte, so daß die Selenzelle

für statistische Arbeiten von vornherein ausscheidet. Sehr empfindlich scheinen die von Stebbins angewandten Selenzellen nicht gewesen zu sein, da er am Refraktor von 30 cm Öffnung nur Sterne bis herab zur 3. Größe photometrieren konnte.

Wesentlich günstiger verhalten sich die alkalischen Photozellen in der Form, wie sie von Elster und Geitel ausgebildet wurde, und die im Jahre 1913 fast gleichzeitig von Guthnick und von Rosenberg in die Astrophotometrie eingeführt wurden. Denn diese Zellen weisen keine bemerkenswerte Trägheit auf, sind unabhängig von der Temperatur und zeigen eine hervorragend hohe Empfindlichkeit für allerschwächste Lichteindrücke. Überdies besitzt der Photoeffekt die für photometrische Messungen sehr bequeme Eigenschaft, der einfallenden Lichtmenge streng proportional zu sein, so daß eine Eichung der Zellen, d. h. die Untersuchung des Zusammenhanges von Lichtstärke und Photostrom zunächst überflüssig erschien. Nach Überwindung der nicht geringen Schwierigkeiten, die sich der Messung der äußerst schwachen durch das Sternlicht ausgelösten Photoströme (10^{-12} bis 10^{-13} Amp) am bewegten Fernrohr infolge von veränderlichen Kapazitäten, Feldstörungen und Luftfeuchtigkeit entgegenstellten, entsprachen die Messungen mit der Photozelle allen an sie gestellten Anforderungen in bezug auf Trägheitslosigkeit, Temperaturunabhängigkeit, Meßgenauigkeit und Lichtempfindlichkeit. Die Einstellung des Elektrometers erfolgt momentan, so daß die vollständige Messung eines Sternes nicht mehr als 1—2 Minuten dauert, und eine Temperaturabhängigkeit hat sich im Bereich der in unseren Klimaten vorkommenden Temperaturschwankungen nicht nachweisen lassen. Der mittlere Fehler einer einzigen Einstellung ist von der Größenordnung des Tausendstel einer Größenklasse und läßt sich noch beliebig verkleinern; die photometrische Genauigkeit der Photozelle übertrifft also diejenige unseres Auges erheblich. Die Lichtempfindlichkeit ist so groß, daß sich am 30 cm-Refraktor der Babelsberger Sternwarte noch Sterne 8. Größe mit Sicherheit messen lassen, und läßt sich bei Verwendung der von Rosenberg ausgearbeiteten Methode, die Photoströme mittels Elektronenrelais (Verstärkerröhre) 10^5—10^6 mal zu verstärken, voraussichtlich noch weiter steigern.

Dagegen zeigen die mit Stoßionisation arbeitenden, gasgefüllten Photozellen, welche allein die zur Sternphotometrierung erforderliche hohe Empfindlichkeit besitzen, in der Nähe des Entladungspotentials deutliche Abweichungen von der Proportionalität, die erhebliche

Fehler in die Reduktion der Messungen hereintragen können, wenn mit der Proportionalität der Zellen gerechnet wird. Diese Abweichungen der Photozellen von der Proportionalität wurden von Rosenberg als eine dem eigentlichen Photoeffekt wesensfremde Art von Ermüdungs- und Erholungserscheinungen nachgewiesen, die ihre Deutung in den Ionisationsvorgängen der Gasfüllung finden, und die überall dort auftreten müssen, wo Stossionisation in einem starken Felde stattfindet. Geeignete Anordnung der Messungen, nicht zu nahes Herangehen an das Entladungspotential, besser noch Verwendung der Photozelle streng als Nullinstrument ließen jedoch auch diese Schwierigkeit überwinden, und so besitzt die Astrophotometrie in der Photozelle heute ein fast ideales Meßinstrument, welches an Meßgenauigkeit von keiner anderen Methode erreicht, geschweige denn übertroffen wird.

Die Photozelle ist zuerst von Guthnick in großem Maßstabe am Himmel zur Bestimmung von Helligkeitsschwankungen Variabeler mit äußerst kleiner Amplitude, zur Messung der Absorption des Lichtes in der Erdatmosphäre, zur Ableitung von Farbenindizes für eine Reihe von Fixsternen und zur Erkennung geringer Helligkeitsveränderungen im Licht der großen Planeten angewandt worden und findet sich heute auf einer Reihe von Sternwarten in ständiger Benutzung. Je nachdem man eine mit Natrium, Kalium, Rubidium oder Cäsium beschickte Zelle benutzt, rückt das Maximum der Lichtempfindlichkeit vom Ultraviolett nach den längeren Wellen bis ins Ultrarot, so daß sich durch Verwendung von mehreren Zellen mit verschiedenen Alkalimetallen, deren Farbenempfindung sich durch Verwendung geeigneter Lichtfilter noch selektiver gestalten läßt, direkt Temperaturäquivalente der Sterne gewinnen lassen. Für diese Aufgabe hat Guthnick ein Spezialinstrument konstruiert, das mit 4 Photozellen ausgerüstet ist, die sich in schnellem Wechsel austauschen lassen, und das in Verbindung mit dem großen Spiegelteleskop der Babelsberger Sternwarte besonders zur Messung von Farbenindizes bestimmt ist.

Handelt es sich nicht um die Messung besonders interessierender Einzelobjekte, sondern um die Schaffung eines möglichst umfangreichen statistischen Materials, bei dem es naturgemäß mehr auf Freiheit von systematischen Fehlerquellen, als auf höchste Genauigkeit der Einzelmessungen ankommt, dann werden wir auf die direkte Anwendung der Photozelle am Himmel verzichten; denn diese Methode

erfordert immer noch einen zu großen Arbeits- und Zeitaufwand. In diesem Falle bietet sich mit Vorteil der Umweg über die photographische Platte; denn eine Himmelsaufnahme liefert uns bereits eine sehr große Zahl von Sternbildchen auf einer einzigen Platte, die wir recht wohl zur Ableitung der Helligkeitsverhältnisse dieser Sterne benutzen können.

Zwei Wege bieten sich uns dar, je nachdem wir scharfe (fokale) oder absichtlich unscharfe (extrafokale) Bilder der Sterne auf der Platte erzeugt haben.

Nehmen wir die zu untersuchende Gegend im Fokus, also scharf auf, so liefern alle Sterne kleine Scheibchen, deren Durchmesser eine Funktion der Helligkeit der Sterne sind in dem Sinne, daß zu größerer Helligkeit auch größere Durchmesser gehören. Messen wir die Durchmesser für eine Reihe von Sternen aus, deren Helligkeit uns bekannt ist, dann erhalten wir für die betreffende Platte Beziehungen zwischen Helligkeit und Durchmessern in Form einer Kurve, aus der wir jetzt die unbekannte Helligkeit der übrigen Sterne auf Grund von Durchmessermessungen ableiten können. Die Methode ist an sich völlig einwandfrei, sie scheitert aber teilweise an der unscharfen Begrenzung und Verwaschenheit der Sternscheibchen; die Helligkeitsbestimmung aus Durchmessermessungen liefert daher nur relativ ungenaue Resultate.

Die zweite Methode besteht in der extrafokalen Aufnahme einer Sterngegend. In diesem Falle bilden sich die einzelnen Sterne als kleine Scheibchen von gleich großem Durchmesser, aber von verschiedener Schwärzung ab. Gelingt es, das Maß der Schwärzung zahlenmäßig anzugeben, so können wir jetzt ebenso verfahren wie vorhin mit den Durchmessern, d. h. die Sternhelligkeiten als Funktion der Schwärzung ermitteln.

Zum Ausmessen der Schwärzungen diente bis in die jüngste Zeit ein von Hartmann für diesen Zweck eigens konstruiertes Instrument, das Mikrophotometer, bei dem die Schwärzungen der Platte mit denjenigen einer willkürlichen Schwärzungsskala (photographischer Keil) verglichen werden. Dieses Instrument ist seiner Art nach ein optisches Photometer und leidet demnach unter allen Fehlern, die unserem Auge anhaften. Man hat daher in den letzten Jahren mit Vorteil versucht, auch bei den mikrophotometrischen Ausmessungen der Platte das Auge zu eliminieren

und durch die objektiv arbeitende Photozelle oder Thermozelle zu ersetzen.

Ein sehr vielseitiges Instrument, das sich in der Praxis gut bewährt hat, ist das von Rosenberg konstruierte und von den Askania-Werken (Berlin-Friedenau) gebaute Elektro-Mikrophotometer. Bei diesem Instrument, das sich konstruktiv eng an das Hartmannsche Mikrophotometer anschließt, ist das Auge durch eine Photozelle ersetzt; alle Erfahrungen mit Photozellen wurden bei der Konstruktion berücksichtigt, und Zelle sowohl als Elektrometer streng als „Nullinstrumente" verwandt, wodurch eine ebenso einfache wie schnelle und sichere Bedienung der Apparatur erzielt wird. Die Messungen mit diesem Instrument erreichen eine innere Genauigkeit, welche die photometrische Genauigkeit der photographischen Platte um das Zehnfache übertrifft, so daß für jede Stelle der Platte (Stern) nur eine einzige Einstellung erforderlich wird. Es lassen sich so mit Leichtigkeit auch von ungeübten Beobachtern 60—80 Sterne in der Stunde ausmessen; da die Zahl der klaren Nächte im Jahr für unsere Gegenden beschränkt ist, so ist damit erreicht, daß auch bei größeren Programmarbeiten die Ausmessung der Platten mit den Aufnahmen Schritt halten kann.

Als Schwärzungsmesser bietet das Instrument die Möglichkeit der Auswertung nicht nur extrafokaler Sternscheibchen, sondern von flächenhaften Gebilden jeder Art: Die Aufnahmen von Sonne, Korona, Mond, Planetenscheiben, Kometen und Nebelflecken, Spektren, Spektrallinien und deren Feinstruktur sind ihm zugänglich. Darüber hinaus ist aber die Möglichkeit gegeben — und das ist eine der Hauptaufgaben des neuen Apparates —, auch fokale Sternaufnahmen zur Helligkeitsableitung der Sterne mit einer den anderen photometrischen Methoden gleichkommenden Genauigkeit zu verwerten. Infolgedessen kann die Belichtungszeit der Sternaufnahmen für photometrische Zwecke, welche bei extrafokalen Platten ein hohes Vielfaches der fokalen Aufnahmen beträgt, erheblich herabgesetzt werden, und eine exakte Photometrie der schwächsten unseren Teleskopen zugänglichen Sternen wird überhaupt erst ermöglicht.

Ein ähnliches Instrument, welches sich jedoch an Stelle der Photozelle einer Thermozelle bedient, ist von Schilt konstruiert worden; es gestattet ebenfalls die Photometrierung von fokalen Sternscheibchen und von Schwärzungen.

Die Konstruktion dieser beiden Instrumente ist für die photo-

graphische Fixsternphotometrie nicht ohne Bedeutung. Der nächste Schritt auf diesem Gebiet muß sein, das von Schwarzschild begonnene Werk der Göttinger Aktinometrie zu vollenden, von der zur Zeit nur die erste Zone (0° bis +20° Dekl.) vorliegt. Das vollständige Werk soll photographische Helligkeiten für die 14 199 Sterne liefern, für welche optische Helligkeiten bereits in der Potsdamer Durchmusterung vorliegen; da die photographischen Intensitäten sich auf ein anderes Wellenlängengebiet beziehen, als die optischen, so wird nach Vollendung des Werkes ein großes Material für die Farben- bzw. Temperaturbestimmung von Fixsternen zur Verfügung stehen. Der nächste Schritt besteht dann darin, für die 324 198 Sterne der Bonner Durchmusterung, für welche exakte Ortsbestimmungen bereits vorhanden sind, die gleiche Arbeit durchzuführen. Für diese Sterne, für welche auch die optischen Helligkeiten größtenteils noch nicht mit hinreichender Genauigkeit vorliegen, wird man auch diese letzteren zweckmäßig durch „photovisuelle" Messungen ersetzen, d. h. durch photographische Aufnahmen, bei denen die Farbenempfindung der Platte durch Verwendung von farbenempfindlichen Platten und geeigneten Lichtfiltern der Farbenempfindlichkeit des Auges angepaßt wird. Die in absehbarer Zeit zu bewältigende Durchführung eines so ausgedehnten Programms, das unsere Kenntnisse über den Bau des Fixsternsystems in hohem Maße zu erweitern und zu vertiefen imstande ist, wird erst durch die Konstruktion der hier erwähnten „objektiven" Mikrophotometer in das Bereich der Möglichkeit gerückt.

Für bestimmte Aufgaben der Astrophotometrie, in erster Linie für spektralphotometrische Untersuchungen, ist eine fortlaufende Registrierung der Schwärzungsmessungen erwünscht. Auch für diesen Zweck besitzen wir heute zwei besonders konstruierte Instrumente: 1. das registrierende Mikrophotometer von Koch (neueste verbesserte Form von Koch-Goos), welches mit Photozellen arbeitet, und 2. ein entsprechendes Instrument von Moll, das auf der Verwendung von Thermozellen beruht. Neuerdings hat auch die Firma C. Zeiß, Jena, zwei Instrumente in den Handel gebracht, von denen das eine — mit Thermosäulen — zur mikrophotometrischen Ausmessung distinkter Punkte auf der Platte dient, das zweite — mit Photozellen arbeitend – als Registrier-Mikrophotometer Übersetzungsverhältnisse von 1—500 zuläßt und damit allen vorkommenden Aufgaben dieser Art gewachsen sein dürfte.

So sehen wir, daß Photozelle und Thermoelement unser Auge fast aus allen Anwendungsgebieten der Astrophotometrie verdrängt haben; in Zukunft wird die moderne Himmels-Photometrie nur noch zwei Methoden als berechtigt anerkennen:

Für Einzelmessungen an Gestirnen, bei denen höchste Genauigkeit angestrebt wird, die Verwendung der Photozelle oder ähnlich arbeitender Apparaturen in direkter Verbindung mit dem Teleskop,

und für statistische Durchmusterungsarbeiten die photographische Platte und deren Ausmessung an einem der automatisch arbeitenden, objektiven Mikrophotometer.

Es ist mir eine angenehme Pflicht, an dieser Stelle zu erwähnen, daß die diesbezüglichen Untersuchungen des Unterzeichneten mit namhafter Unterstützung seitens der Notgemeinschaft der Deutschen Wissenschaft durchgeführt wurden, und ich möchte nicht verfehlen, auch hier meinen Dank dafür zum Ausdruck zu bringen.

Physik der Sterne[1])

Von Prof. Dr. H. Kienle, Göttingen

In den Fragestellungen der Astronomie ist, nicht unbeeinflußt von den Entwicklungen auf dem Nachbargebiete der Physik, eine unzweideutige Wandlung in den letzten beiden Jahrzehnten eingetreten. Unsere Lehrer, selbst groß geworden in den Gedanken der Mechanik des Himmels, haben zwar schon zum Teil den Übergang zur Stellarastronomie vollzogen und den Grundstein gelegt zur Astrophysik; die Erkenntnis der vollen Tragweite dessen, was die Analyse der von den Sternen uns zugesandten Strahlung offenbart, ist indessen der allerjüngsten Vergangenheit vorbehalten geblieben. Die Erweiterung des unserer Beobachtung zugänglichen Raumes durch die indirekten Methoden der Bestimmung der Entfernungen von Sternen, Sternhaufen und Nebeln ist, aus empirischem Tasten hervorgegangen, wahrhaft verständlich und befriedigend erst geworden durch die Auffassung der Sterne als physikalischer Individuen, die überall im Raum auf gleiche Ursachen mit gleichen Folgen reagieren. Die Spektra, aus denen man in den Anfangszeiten der Astrophysik nichts weiter abzulesen vermochte als auf Grund des Kirchhoffschen Gesetzes die Elemente, die in den Sternen vorhanden sein müssen und, als höchsten Triumph, nach dem Dopplerschen Prinzip, die Geschwindigkeit in der Gesichtslinie, erweisen sich immer mehr und bei den verschiedensten Gelegenheiten als Träger der wesentlichen Merkmale der Sterne, so daß sie Theoretiker und Praktiker in ähnlicher Weise in ihren Bann ziehen, wie dies in der Physik die Atomtheorie getan hat.

Dabei sind wir heute in mancher Beziehung noch in einer Lage, die etwa derjenigen der Physik gleicht, bevor durch Bohr den Seriengesetzmäßigkeiten in den Spektren der Elemente die physikalische Unterlage gegeben wurde. Wir kennen Zusammenhänge

[1]) Der vorstehende Bericht wurde im Herbst 1927 abgefaßt und entspricht dem damaligen Stande der Arbeiten. Über den jetzigen Stand vergleiche den folgenden Bericht.

empirischer Daten, hinter denen wir tiefere Gesetze vermuten, wir machen den Glauben an diese Gesetze sogar vielfach schon zur Grundlage fruchtbringender Hypothesen, aber die wahre Natur der Gesetze ist uns noch verborgen. Und wie die Untersuchung der Seriengesetzmäßigkeiten in der Spektroskopie notwendigerweise zu einer Steigerung der Genauigkeit der Wellenlängenmessungen führte, so sehen wir uns in der Astronomie heute allenthalben vor die Notwendigkeit gestellt, scheinbare Gesetzmäßigkeiten nachzuprüfen, empirisches und theoretisches Material beizubringen, um die aufgefundenen Beziehungen zu verfeinern, mit größerer Genauigkeit zu bestätigen oder den Grad der Abweichungen von ihnen anzugeben. In der Geschichte jeder Wissenschaft lassen sich Beispiele genug aufzeigen, wie gerade die Abweichungen von bekannten oder scheinbaren Gesetzen den Anstoß zu neuer Entwicklung gegeben haben.

Hauptsächlich unter diesem Gesichtspunkt sind die Arbeiten zu betrachten, über die auf den folgenden Seiten berichtet werden soll.

Die Tatsache, daß die meisten unserer Sternwarten eingerichtet wurden zu einer Zeit, da astrophysikalische Problemstellungen noch kaum vorhanden bzw. anerkannt waren, bringt es mit sich, daß manche Untersuchungen mit improvisierten und daher zum Teil unvollkommenen Apparaturen durchgeführt werden mußten. Hier helfend einzugreifen ist eine wichtige Aufgabe der Notgemeinschaft geworden. Ohne ihre Leihgaben und die Bereitstellung von Geldmitteln zur Bezahlung von Hilfskräften hätten wir die Aufgaben nicht in Angriff nehmen können, die jetzt an der Göttinger Sternwarte in Gang sind.

Der Ersatz der Sternstrahlung durch die Strahlung eines schwarzen Körpers von bestimmter Temperatur ist vielfach vorgenommen worden und hat vor allem zur Einführung des Begriffes „effektive Temperatur" geführt. Dabei sind Unstimmigkeiten zutage getreten, die es notwendig erscheinen lassen, den Grad der Annäherung, mit dem ein derartiger Ersatz vorgenommen werden darf, einer genauen Nachprüfung zu unterziehen. Zwischen den „Spektraltypen", wie sie uns heute in den großen Katalogen, vor allem dem Henry Draper Catalogue, als Ergebnis einer historischen Entwicklung mit all ihren Inhomogenitäten und Inkonsequenzen vorliegen, und den verschiedenen Farbenäquivalenten bestehen Zusammenhänge und Abweichungen, welche

eine Revision des Begriffes „Spektraltypus“ fordern, vielleicht einen Ersatz durch ein anderes quantitativ gut zu erfassendes Charakteristikum. Die Intensitäten der Absorptionslinien, bisher fast ausschließlich auf der Schätzung eines schwer zu definierenden Gemisches von Breite und Intensität beruhend, gewinnen im Zusammenhang mit der „spektroskopischen Parallaxenbestimmung“ und der Analyse der physikalischen Zustände in den Sternatmosphären erhöhte Bedeutung, und es erweist sich als eine immer dringendere Forderung, diese Intensitäten sauber zu messen.

Bei der absoluten Unvergleichbarkeit der Größenordnung menschlicher und kosmischer Entwicklungszeiten sind alle Fälle, in denen wir überhaupt Veränderungen bei Fixsternen beobachten, von besonderer Wichtigkeit. Die veränderlichen Sterne erfordern darum sorgfältige Beobachtung, wobei auch hier immer deutlicher hervortritt, daß nicht die Entdeckung und gelegentliche Beobachtung neuer Veränderlicher die Hauptaufgabe ist, sondern die dauernde Überwachung ausgewählter bekannter Objekte unter Anwendung aller zu Gebote stehenden instrumentellen Hilfsmittel. Nicht zuletzt sei der Sonne gedacht, die nicht etwa dadurch allein unserem Herzen am nächsten steht, daß sie das Licht und Wärme spendende Zentralgestirn unseres Planeten ist, als vielmehr, weil wir in ihr das stark vergrößerte Bild eines Fixsternes sehen, an dem wir Einzelheiten studieren können, deren Kenntnis uns wichtig erscheint für die Deutung des Phänomens „Stern“ überhaupt.

In der Natur der hier kurz angedeuteten Aufgaben liegt es, daß wir im folgenden keine fertigen Lösungen geben können. Es handelt sich vielfach erst um Ansätze. Denn mancherlei Vor- und Nebenarbeiten sind zu leisten, bis man wieder ein Stück auf dem eigentlichen Wege weiterschreiten kann. Auch werden wir nur auf den einen Teil unseres Beobachtungsprogramms eingehen, die Spektralphotometrie der Sterne, und einen Bericht über die Arbeiten an der Sonne uns für eine andere Gelegenheit vorbehalten.

1. Die Strahlung des schwarzen Körpers.

In der Thermodynamik werden für den idealen schwarzen Strahler die folgenden drei Gesetze abgeleitet, die zur Berechnung der absoluten Temperatur T der Strahlung dienen können, wenn bestimmte Energiemessungen vorliegen. Für die integrierte Ge-

samtenergie J oder, wie wir sie auch nennen werden, die „bolometrische“ Helligkeit, in Abhängigkeit von der absoluten Temperatur T gilt das Stefan-Boltzmannsche Gesetz: Die aus 1 cm² der Oberfläche eines schwarzen Körpers in der Sekunde ausgestrahlte Energie wächst mit der vierten Potenz seiner absoluten Temperatur.

$$J = \sigma \cdot T^4$$
$$\sigma = 1.374 \cdot 10^{-12}\,\text{cal}\,\text{cm}^{-2}\,\text{sec}^{-1}\,\text{grad}^{-4}$$
$$= 5.75 \cdot 10^{-5}\,\text{erg}\,\text{cm}^{-2}\,\text{sec}^{-1}\,\text{grad}^{-4}$$

Die Wellenlänge λ_m des Maximums der Energieverteilung im Normalspektrum des schwarzen Strahlers genügt dem Wienschen Verschiebungssatz, dem zufolge das Maximum proportional der absoluten Temperatur sich mit wachsender Temperatur nach kürzeren Wellenlängen verschiebt:

$$\lambda_m T = b$$
$$b = 0.288\ \text{cm grad}$$

Die Wellenlängen sind dabei in cm gemessen. Es liegt, wie man sieht, das Maximum für eine Temperatur von 10000° bei λ 2880 Å, d. h. bereits im Ultraviolett; für 5000° bei λ 5760, d. h. etwa in der Mitte des unserem Auge sichtbaren Bereichs; während es für 2500° bereits nach 1,15 μ rückt, also weit ins Ultrarot. Man erkennt daraus, daß das Wiensche Gesetz nur in beschränktem Umfang zur Temperaturbestimmung herangezogen werden kann, wenn die Untersuchung der Strahlung nur in einem beschränkten Wellenlängenbereich möglich ist.

Als umfassendes Gesetz, welches die Intensität der Strahlung für jeden Wellenlängenbereich $d\lambda$ in Beziehung setzt zur Temperatur des Strahlers, hat das Gesetz von Planck zu gelten, das wir in der Form schreiben:

$$J_\lambda d\lambda = \frac{c_1}{\lambda^5} \frac{d\lambda}{e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1}$$

$$c_1 = 5.89 \cdot 10^{-6}\ \text{erg}\ \text{cm}^2\ \text{sec}^{-1}$$

$$c_2 = 1.43\ \text{cm grad}$$

Es ist oft zweckmäßig, nicht die Temperatur selbst anzugeben, sondern die Werte $\frac{c_2}{T}$. Diese letzteren Werte sind es ja auch, die

sich aus den Beobachtungen ergeben, wenn man den Verlauf der beobachteten spektralen Intensitäten mit der Theorie vergleicht. Man ist dann bei der Vergleichung verschiedenen Beobachtungsmaterials unabhängig von der speziellen Wahl der Konstanten c_2, welche der einzelne Bearbeiter seinen Messungen zugrunde legt.

Es werde zugleich an dieser Stelle ein Begriff eingeführt, der im astronomischen Sprachgebrauch von Wichtigkeit ist. Braucht man Intensitäten nicht in absolutem Maße anzugeben, d. h. handelt es sich, wie in den meisten Fällen, um Intensitätsverhältnisse, so benutzt man zweckmäßigerweise die logarithmische Skala. Multipliziert man außerdem noch die $\log J$ mit $-2{,}5$, so erhält man Sterngrößen m gemäß der Definition:

$$m_1 - m_2 = -2{,}5 \log J_1/J_2$$

Für einen idealen schwarzen Strahler, wie ihn die Theorie voraussetzt, müssen die aus den drei Gesetzen abgeleiteten Temperaturen übereinstimmen. Man kann die Voraussetzungen der Theorie bekanntlich sehr weitgehend erfüllen, indem man die Strahlung als „Hohlraumstrahlung" entstehen und durch eine sehr kleine Öffnung austreten läßt. Die Energieverteilung in der Strahlung aller anderen praktisch verwendbaren Lichtquellen (Punktlampen, Metallfadenlampen, Auerbrenner, Bogenlampen) entfernt sich weniger oder mehr von der durch die Plancksche Formel dargestellten. Diese Tatsache erschwert alle absoluten Intensitätsbestimmungen so außerordentlich, da sie die Zahl der möglichen Vergleichslichtquellen stark einschränkt.

Zur Übersicht und zum späteren Vergleich mit den Eigenschaften der Sternstrahlung seien in der folgenden Tabelle noch einige Zahlen zusammengestellt, welche sich aus den genannten drei Gesetzen für den schwarzen Körper ergeben.

Absolute Temperatur T	Gesamtstrahlung J in der Sekunde pro cm^2 der Oberfläche (Stefan-Boltzmann)	Wellenlänge λ_m des Maximums der Energie (Wien)
20000°	219840 cal = 920.10^{10} erg	1440 Å
10000°	13740 cal = 57.5	2880 Å
5000°	859 cal = 3.6	5760 Å
2500°	54 cal = 0.22	11520 Å

Energieverteilung zwischen λ 3000 und λ 6000 (Planck).

T	c_2/T	$m - m_0$						
		λ = 3000	λ = 3500	λ = 4000	λ = 4500	λ = 5000	λ = 5500	λ = 6000
20000°	$0.715 \cdot 10^{-4}$	— 6.45	— 6.02	— 5.62	— 5.26	— 4.90	— 4.58	— 4.27
10000°	1.43	— 3.76	— 3.67	— 3.51	— 3.32	— 3.11	— 2.90	— 2.66
5000°	2.86	+ 2.50	+ 0.80	+ 0.42	+ 0.18	+ 0.07	+ 0.01	+ 0.01
2500°	5.72	+ 11.90	+ 9.70	+ 8.21	+ 7.11	+ 6.30	+ 5.67	+ 5.20

In der Tabelle der theoretischen Energieverteilung ist als Vergleichsintensität die maximale Intensität im Spektrum eines Strahlers von 5000° gewählt, und die Differenzen sind in Sterngrößen angegeben gemäß der Beziehung

$$m - m_0 = - 2.5 \left[\log J - \log J^{5000}_{\max}\right]$$

2. Die Spektra der Sterne.

Die Spektra der Sterne bestehen mit wenigen Ausnahmen aus einem kontinuierlichen Untergrund mit mehr oder weniger zahlreichen Absorptionslinien. Die historisch gewordene Einteilung der Spektraltypen, wie sie heute in der allgemein verwendeten Harvardklassifikation vorliegt, gründet sich in der Hauptsache auf Anzahl und Intensität der Absorptionslinien, vorab der Linien der Balmerserie und der beiden Linien *H* und *K* des einfach ionisierten Kalziums. Gleichzeitig entspricht sie in der Reihenfolge O B A F G K M einer Reihe abnehmender Temperaturen in dem Sinne, daß das Maximum der Intensitätsverteilung des kontinuierlichen Spektrums sich nach längeren Wellen verschiebt, wodurch eine charakteristische Folge von Sternfarben von Weiß über Gelb nach Rot entsteht.

Nehmen wir zunächst an, daß es uns möglich sei, die Messungen von dem Einfluß der Extinktion der Erdatmosphäre zu befreien, daß also wirklich die von den Sternen ausgestrahlte Energie voll — nur mit dem Quadrat der Entfernung geschwächt — auf unseren Aufnahmeapparat fällt, so stehen uns verschiedene Meßmethoden zur Verfügung. Messen wir die Intensität der integrierten Gesamtstrahlung (mit Radiometer, Bolometer, Thermoelement), so erhalten wir die scheinbare bolometrische Helligkeit. Auf

das menschliche Auge ohne oder mit Fernrohr wirkt nur ein Teil der Gesamtintensität, zudem noch mit verzerrter spektraler Verteilung gemäß der Empfindlichkeitsfunktion $g(\lambda)$, dargestellt etwa durch $J = \int_a^b J_\lambda g(\lambda) d\lambda$, wo a und b die Grenzen der Empfindlichkeit sind. Wir erhalten so die visuellen Helligkeiten. Entsprechendes gilt für photographische Aufnahmen oder Messungen mit Photozellen, welche andere Spektralbereiche mit anderer Verzerrung herausgreifen und darum andere Systeme von Helligkeiten (photographische, lichtelektrische Helligkeiten) liefern.

Hier nun erkennt man sofort die Bedeutung der Feststellung, ob das kontinuierliche Spektrum der Sterne dem eines schwarzen Strahlers bestimmter Temperatur entspricht oder nicht. Sind die Voraussetzungen des Planckschen Strahlungsgesetzes erfüllt, dann genügt der Vergleich der scheinbaren Intensität an zwei Stellen des Spektrums, um die bolometrische Helligkeit und damit die effektive Temperatur (d. i. die Temperatur eines schwarzen Strahlers, welcher eben diese Energieverteilung liefert) zu bestimmen. Denn die Plancksche Funktion enthält nur die zwei Parameter λ und T. Diese zwei Stellen des Spektrums können auch breitere Bereiche sein, also z. B. die photographische (m_{pg}) und die visuelle (m_v) Größe des Sternes, deren Unterschied als „Farbenindex" ($FJ = m_{pg} - m_v$) bezeichnet wird.

Der Vergleich photographischer und visueller Helligkeiten oder aber auch photographischer Aufnahmen mit und ohne Gelbfilter bietet also theoretisch die Möglichkeit zur Bestimmung der effektiven Temperatur unter der Voraussetzung, daß die Energieverteilung im Spektrum durch die Plancksche ersetzt werden darf, und daß man die verzerrenden Einflüsse der Extinktion der Erdatmosphäre und der Aufnahmeapparatur kennt. Es ist aber ungemein viel leichter, Farbenindices zu bestimmen als im spektral zerlegten Licht zu arbeiten. Man kommt mit bescheideneren Hilfsmitteln zu sehr viel schwächeren Sternen, wenn man das integrierte Licht weiter Spektralbereiche mißt, ja in vielen Fällen reichen selbst die größten heute vorhandenen optischen Instrumente nur gerade für diese Art Messungen (Sternhaufen, Milchstraße), so daß die unbedingte Notwendigkeit besteht, mit gewissen „Farbenäquivalen-

ten" (Farbenindex, effektive Temperatur, effektive Wellenlänge) zu arbeiten an Stelle des nicht zu erlangenden Spektraltypus. Das setzt voraus, daß die auf solche Weise gefundenen charakteristischen Eigenschaften eindeutig zueinander in Beziehung gesetzt werden können. Die besondere Bedeutung der spektral-photometrischen Untersuchungen beruht darin, daß an den helleren Sternen, die den verschiedensten Methoden zugänglich sind, die Zusammenhänge studiert werden. Von dem Grade der Sicherheit, mit dem hier die Beziehungen festgelegt werden können, hängt die Brauchbarkeit der spektralen Äquivalente für andere Untersuchungen, vor allem stellarstatistischer Natur, ab.

Zur weiteren Beleuchtung des Gesagten mögen hier noch einige Bemerkungen Platz finden über Folgerungen, die aus der effektiven Temperatur der Sterne gezogen werden können. Durch die effektive Temperatur ist die spezifische Oberflächenhelligkeit des Körpers bestimmt, entsprechend den Definitionen, die dem Planckschen Gesetze zugrunde liegen. Die von uns gemessene scheinbare Helligkeit der Sterne ist proportional ihrer scheinbaren Oberfläche, d. h. dem Quadrat des scheinbaren (Winkel-) Durchmessers. Scheinbare Helligkeit und effektive Temperatur (diese aus dem Spektrum oder dem Farbenindex) geben also die Möglichkeit, die scheinbaren Sterndurchmesser zu berechnen. Kommt die Kenntnis der Entfernung der Sterne hinzu, dann lassen sich die scheinbaren Durchmesser in lineare umrechnen. Auf solche Weise sind verschiedentlich Sterndurchmesser bestimmt worden, und so hat man auch zuerst Kenntnis erlangt von jenen Riesensonnen, die an Ausdehnung den Durchmesser der Marsbahn erreichen (Beteigeuze), und deren Realität dann durch die bekannten Interferometermessungen bestätigt wurde.

Ist der Stern Komponente eines Doppelsternsystems mit bekannter Masse, dann lassen sich noch weitergehende Schlüsse ziehen. Man kann dann die mittlere Dichte bestimmen, ohne die Entfernung des Systems zu kennen, wie man folgendermaßen einsieht. Das Volumen ist proportional der dritten Potenz des Sternradius. Der scheinbare Radius (in Bogensekunden R'') ist, nach Obigem, proportional der Wurzel aus dem Verhältnis der scheinbaren Helligkeit J und der spezifischen Oberflächenhelligkeit i. Es wird also, wenn wir $R = R'' \cdot D$ setzen, wo D die Entfer-

nung ist, das Volumen proportional $\left(\frac{J}{i}\right)^{3/2} D^3$. Andererseits wird nach dem dritten Keplerschen Gesetz die Masse M des Sternes proportional der dritten Potenz der großen Achse in linearem Maße, d. h. porportional $(a'' D)^3$, wenn a'' die scheinbare Größe der Achse (in Bogensekunden) ist. Bei der Bildung des Verhältnisses Masse: Volumen fällt also die Entfernung heraus, und die Dichte wird bis auf bekannte Faktoren proportional $(i/J)^{3/2}$. Wählen wir die Dichte der Sonne als Einheit, so finden wir also: Die Berechnung der Dichte einer Doppelsternkomponente bekannter Masse ist unabhängig von der Kenntnis der Entfernung, sobald das Verhältnis der spezifischen Oberflächenintensität i_* zu der der Sonne $i_\odot$ bekannt ist. Gilt das Plancksche Strahlungsgesetz für die i, dann ist dieses Verhältnis $i_*/i_\odot$ in der Tat aus den effektiven Temperaturen zu berechnen.

Auf diese Weise sind die Dichten aller Doppelsterne bekannter Masse und die einer Reihe anderer unter der Voraussetzung, daß die Massen durchschnittlich die gleichen seien, berechnet worden. Dabei stieß man auf die inzwischen so oft besprochenen abnorm hohen Werte der Dichte von der Größenordnung 50000 bei Sternen wie dem Siriusbegleiter. Es ist genugsam bekannt, welche Bedeutung dem Nachweis zukommt, daß diese Dichten reell sind, um zu verstehen, wie wichtig die Prüfung der einzigen Hypothese ist, die hier eingeht: die Berechnung der effektiven Temperatur aus dem Spektrum unter der Voraussetzung der Gültigkeit des Planckschen Gesetzes.

Daß die Sterne keine idealen schwarzen Strahler sind, geht schon daraus ganz unzweideutig hervor, daß ihre Spektra auf dem kontinuierlichen Untergrunde mehr oder weniger zahlreiche Absorptionslinien und, bei den spätesten Typen, sogar ausgedehnte Absorptionsbanden aufweisen. Bei den Messungen im kontinuierlichen Spektrum suchen wir von diesen Absorptionen möglichst zu abstrahieren und die reine Kurve der Intensitätsverteilung herzustellen, wie sie, auf der gedanklichen Grundlage des Kirchhoffschen Gesetzes, dem das kontinuierliche Spektrum liefernden leuchtenden Kern entspricht, wenn wir ihn der absorbierenden Hülle entkleiden könnten. Wir bemerken dabei ausdrücklich, daß wir uns hier nur eines alten Bildes bedienen; denn eine Tren-

nung von Kern und Atmosphäre ist nach unserer heutigen Auffassung von den Sternen nicht möglich, und wir können nicht das, was wir als effektive Temperatur der Strahlung ableiten, als die Temperatur einer bestimmten Schicht der Sterne ansprechen.

Man kann nun aber auch umgekehrt das Hauptaugenmerk gerade auf die Absorptionslinien lenken und auf sie eine Theorie der Zustände in den äußeren Schichten der Sterne gründen. Man ist in diesem Fall gegenüber dem kontinuierlichen Spektrum insofern im Vorteil, als wir eine auf der Grundlage der neueren Anschauungen über die Vorgänge im Atom aufgebaute Theorie besitzen, während wir beim kontinuierlichen Spektrum noch an den alten Bildern kleben. Dafür kommen Schwierigkeiten von einer anderen Seite. Die Intensität einer Absorptionslinie ist schon ein theoretisch nicht ganz einfacher Begriff, und der Physiker weiß, wie schwierig das Arbeiten mit solchen Linienintensitäten im Laboratorium ist. Bei der Deutung von Sternspektren wird nur zu leicht übersehen, welch schwer zu analysierendes Gemisch aus Intensität, natürlicher Breite und sich überlagernden photographischen Effekten das ist, was wir als Linienintensitäten messen.

Die relativen Intensitäten der Absorptionslinien sind proportional den relativen Anzahlen der zu ihrer Absorption fähigen vorhandenen Atome. Diese relativen Anzahlen abzuleiten, ist Gegenstand der theoretischen Untersuchungen, die von einer Arbeit Sahas ihren Ausgang genommen und in den letzten Jahren, wenn auch nicht zu einer abschließenden Theorie, so doch zu wertvollen Aufschlüssen über die Eigentümlichkeiten der Sternspektra geführt haben. Im Gegensatz zur Strahlung des schwarzen Körpers, deren Intensität nur Funktion der Temperatur ist, erscheinen die theoretischen Intensitäten der Absorptionslinien als Funktionen zweier Parameter: der Temperatur und des Druckes. Der Vergleich der Theorie mit den Beobachtungen liefert also zunächst nur zusammengehörige Wertepaare von Druck und Temperatur der absorbierenden Schichten, und es bedarf gewisser Annahmen über die Drucke in den Sternatmosphären, um eindeutige Reihen effektiver Temperaturen zu erhalten. Darin liegt neben der Unzulänglichkeit des empirischen Materials die Hauptunsicherheit der bisher vorliegenden Temperaturbestimmungen.

3. Unstimmigkeiten und ihre Ursachen.

Die Strahlung des ideal schwarzen Körpers muß den unter 1. angeführten drei Gesetzen genügen. Das Maß, in dem die aus ihnen abgeleiteten Temperaturen übereinstimmen, gibt einen Anhaltspunkt für die Erfüllung der Voraussetzungen der Theorie. Bei der Sonne liegen die Verhältnisse insofern für eine Prüfung der Theorie besonders günstig, als einerseits ihre Intensität die Anwendung von Methoden verschiedenster Art und die Untersuchung über einen sehr weiten Spektralbereich gestattet, andererseits das Maximum der spektral zerlegten Intensität, also der für einen Vergleich mit der Planckschen Verteilung günstigste Teil, in den sichtbaren Bereich fällt. Messungen der Intensität der Sonnenstrahlung sind in großer Zahl vorgenommen worden. Zunächst gibt die Solarkonstante einen Wert der effektiven Sonnentemperatur auf Grund des Stefan-Boltzmannschen Gesetzes. Die Solarkonstante S ist die in cal gemessene Energie, welche in der Minute auf 1 cm² in der mittleren Entfernung der Erde von der Sonne senkrecht auftrifft. Der beste Wert für diese Konstante ist gegenwärtig:

$$S = 1.946 \text{ cal cm}^{-2} \text{ min}^{-1} = 1.35 \cdot 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1}.$$

Damit ergibt sich aus dem Stefan-Boltzmannschen Gesetz die effektive Temperatur der Sonne zu $T = 5730^0$.

Für die Wellenlänge des Maximums der Intensität im Sonnenspektrum haben sich bei bolometrischen bzw. visuellen Messungen folgende Werte ergeben, denen die daraus mit $b = 0.288$ berechneten Temperaturen nach dem Wienschen Verschiebungssatz beigeschrieben sind.

	λ_m	T
Abbot	0.470 μ	6130°
Müller und Kron	0.468 μ	6150°
Wilsing	0.482 μ	5980°
Mittel	0.473 μ	6090°

Bezüglich der Anwendung des Planckschen Gesetzes begnügt sich Abbot mit der Bemerkung, daß "the sun's effective radiating layer is roughly comparable with a black body at 6000°". Müller und Kron sowie Wilsing haben ihre Messungen im sichtbaren Bereich (0.430 μ bis 0.680 μ bzw. 0.395 μ bis 0.685 μ) nach dem Planckschen Gesetz darzustellen versucht und für

c_2/T die Werte 2.25 bzw. $2.34 . 10^{-4}$ erhalten. Diesen entsprechen die effektiven Temperaturen 6370° bzw. 6110°, im Mittel 6240°.

Die Mittelwerte der nach den drei Gesetzen des schwarzen Körpers für die effektive Temperatur der Sonnenstrahlung abgeleiteten Zahlen sind demnach:

Stefan-Boltzmann	5730°
Wien	6090
Planck	6240

Wir finden also nicht unerhebliche Unterschiede, aber durchaus in dem zu erwartenden Sinne: Bei den Messungen der Gesamtstrahlung subtrahiert sich automatisch der Einfluß aller Absorptionslinien und -banden, während bei der Darstellung des kontinuierlichen Spektrums gerade von den Absorptionen abgesehen und die Kurve durch die Gipfelpunkte gezogen wird. Die berechnete Temperatur muß daher aus der Gesamtstrahlung sich niedriger ergeben. Außerdem liegt das Maximum bei längeren Wellen, als der besten Planckschen Kurve entspricht, was auf ein Defizit der Strahlung im Violett hindeutet.

Ganz ähnliche Verhältnisse förderte die spektralphotometrische Untersuchung der Sternspektra zutage. Die beiden Hauptreihen zur Bestimmung effektiver Sterntemperaturen, die visuelle von Wilsing (0.451 μ bis 0.642 μ) und die photographische von Rosenberg (0.400 μ bis 0.500 μ) haben die folgenden Skalen ergeben, denen wir noch die aus den Linienintensitäten von Miß Payne abgeleiteten Werte gegenüberstellen.

Spektraltypus	Wilsing	Rosenberg	Payne
B	12 300°	30 000°	20 000°
A	10 250°	12 000°	10 000°
F	7 950°	7 850°	7 500°
G	5 980°	6 000°	5 600°
K	4 570°	4 570°	4 000°
M	3 555°	3 580°	3 000°

Bei der Darstellung der Messungen Rosenbergs wurde schon der Teil unterhalb $\lambda = 0.400\ \mu$ nicht mit berücksichtigt, da dort die Abweichung von der Intensitätsverteilung des schwarzen Körpers bei den frühen Spektraltypen unmittelbar in die Augen springt.

Man befindet sich dort in dem durch Hartmann entdeckten Gebiet der kontinuierlichen Wasserstoffabsorption. Wie der Vergleich der Zahlen zeigt, besteht der Unterschied in den ersten beiden Reihen im wesentlichen darin, daß die Skala Rosenbergs weiter ist als die Wilsings, ungefähr im Verhältnis 100 : 62. Die Frage, welche der beiden Skalen die richtige ist, muß vorerst dahin beantwortet werden, daß beide in dem Spektalbereich, für den sie abgeleitet wurden, gültig sind, und daß die Differenzen dem Umstande zuzuschreiben sind, daß für weitere Spektalbereiche die Sternstrahlung keineswegs mehr der Planckschen Intensitätsverteilung sich anschließt. Neuere Untersuchungen an wenigen ausgewählten hellen Sternen weisen in die gleiche Richtung. Es fehlt uns indessen noch die gründliche systematische Durchführung eines Temperaturprogramms, das den Bereich der Messungen Rosenbergs und Wilsings umfaßt und die methodischen Mängel beseitigt, die allenfalls noch die früheren Messungen beeinträchtigen.

Die aus den Linienintensitäten abgeleiteten noch sehr vorläufigen Werte der letzten Spalte der Tabelle bestätigen bei den frühesten Spektraltypen die höheren Werte Rosenbergs, während sie von A ab sogar noch unter den Werten Wilsings liegen. Doch kann man ihnen im Hinblick auf das oben Gesagte heute noch kaum eine selbständige Bedeutung zuerkennen.

Nicht unwesentlich ist ferner der von verschiedenen Seiten angemerkte Unterschied, der sich ergibt, wenn man die Sterne nach ihrer absoluten Leuchtkraft gruppiert. Es zeigt sich dann, daß die Zusammenhänge zwischen Spektraltypus, effektiver Temperatur und Farbenindex nicht eindeutig sind, sondern daß Riesen und Zwerge ganz charakteristische Verschiedenheiten aufweisen. Die in der Tabelle angeführte Temperaturreihe Wilsings wäre vom Typus G_0 ab nach Seares durch die folgenden Werte zu ersetzen.

Spektrum	Riesen	Zwerge
G_0	5300°	5770°
G_5	4610°	5500°
K_0	3860°	4880°
K_5	3270°	4120°
M	3080°	3330°

Man pflegt die Erscheinung gewöhnlich dahin zu interpretieren, daß die Riesen durchschnittlich röter sind als die Zwerge. In Wirklichkeit liegt der hier aufgedeckte Unterschied natürlich in der Unzulänglichkeit der historischen Einteilung der Sternspektra. Unzweifelhaft aber haben wir in der Verschiedenheit dieser Zahlen ein Anzeichen dafür, daß den Spektren der Riesen und Zwerge verschiedene physikalische Bedingungen zugrunde liegen, so daß es nicht erlaubt ist, Beziehungen, die für die eine Gruppe als gültig befunden wurden, auch auf die andere zu übertragen.

Es ist nicht schwer, einzusehen, welche Schwierigkeiten einer exakten Spektralphotometrie entgegenstehen. Zunächst einmal wird der unserer Beobachtung zugängliche Bereich nach oben und unten beschränkt durch die Extinktion des Lichtes in der Erdatmosphäre. Aus der nebenstehenden Abb. 1 ersieht man, was die Atmosphäre von einer Strahlung von 10000° bzw. 5000° noch übrigläßt (E_{10} bzw. E_5). Diese Intensitäten werden nun aber noch einmal ganz erheblich geändert durch die Empfindlichkeitskurve des Aufnahmeapparates. Glasoptik und Eigenschaften der photographischen Emulsion lassen auf der normalen Platte nur die durch die Kurven Pg 10 und Pg 5 charakterisierte Intensitätsverteilung zur Abbildung gelangen, während sich im menschlichen Auge die ursprünglichen Kurven in der Form V 10 bzw. V 5 widerspiegeln. Bedenkt man, daß eine Einheit der Ordinate einem Intensitätsverhältnis von 1 : 2.512 entspricht, dann erkennt man die Schwierigkeit der Aufgabe, aus den Kurven V oder Pg die Kurven T zu rekonstruieren. Eine Verschiebung der Wellenlänge maximaler Intensität in den Kurven T von 0.288 μ nach 0.576 μ wirkt sich auf der photographischen Platte nur in einer Verlagerung der intensivsten Schwärzung von etwa 0.400 μ nach 0.455 μ (im praktischen Fall sogar meist noch weniger) aus, während die Wellenlänge maximaler Wirkung auf das Auge gar nur von 0.545 μ nach 0.560 μ rückt.

Die Schwierigkeiten, welche die zur Erzeugung der Spektra notwendige Optik mit sich bringt, liegen noch auf einem anderen Gebiet; es gibt keine schlechthin vollkommene Strahlenvereinigung, und selbst bei den bestkorrigierten Objektiven bleibt ein Rest von chromatischer Aberration übrig, der es unmöglich macht, das Spektrum auf eine größere Länge scharf zu fokussieren. Wil-

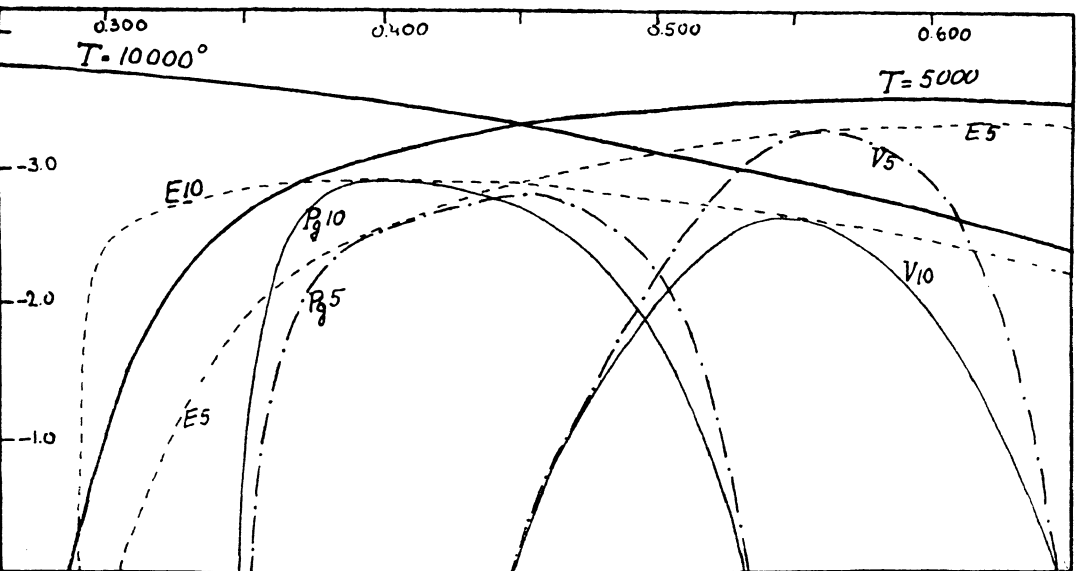


Abb. 1. Die Intensitätsverteilung im Spektrum des schwarzen Körpers und ihre Aufnahme durch die photographische Platte und das menschliche Auge

T: Plancksche Verteilung
E: Dieselbe nach dem Durchgang durch die Erdatmosphäre
Pg: Dieselbe auf der photographischen Platte
V: Dieselbe im menschlichen Auge

Die Indices 10 und 5 beziehen sich auf die Temperatur. Ordinaten in Größenklassen, Nullpunkt willkürlich.

sing mußte für jeden Wellenlängenbereich, den er maß, besonders fokussieren, Rosenberg nahm die Spektra, um ihnen eine für das Photometrieren brauchbare Breite zu geben, stark extrafokal auf und erhielt dadurch eine kaum zu eliminierende Verschmierung der Absorptionslinien mit dem kontinuierlichen Untergrund.

Man macht sich gewöhnlich keine rechte Vorstellung von dem Ausmaß der Krümmung, welche das durch eine Prismenkamera oder in einem Spaltspektographen erzeugte Spektrum in der Dispersionsrichtung besitzt. Bei der von uns benutzten Anordnung, welche der Rosenbergs ziemlich ähnlich ist, kommt das Spektrum nicht auf einer Ebene senkrecht zur optischen Achse zustande, sondern liegt zwischen 0.350 μ und 0.550 μ bei einer Länge von 35 mm auf einem Kreiszylinder von 20 mm Radius. Jede kleine Verschiebung einer ebenen Platte bringt andere Wellenlängen zur scharfen Abbildung. Werden noch kleinere Dispersionen verwendet, dann sind die Verhältnisse noch ungünstiger. Bei unserem 8°-Prisma z. B. bildet die Tangente an das Spektrum bei den Wellenlängen 0.350 und 0.550 schon Winkel von $\pm 60^0$ gegen die Plattenebene.

Man könnte versucht sein, zu fragen, warum man denn überhaupt den Umweg über die Photographie wählt, um die Energieverteilung in den Sternspektren zu bestimmen (die visuelle Beobachtung scheidet heute, wo man panchromatische Platten bester Qualität hat, wohl aus), und dadurch alle Schwierigkeiten mit in Kauf nimmt, welche der Übergang von Schwärzungen der photographischen Platte zu Intensitäten mit sich bringt. Das ist eine reine Angelegenheit der Intensitäten im Verhältnis zu den optischen Hilfsmitteln. Selbstverständlich wäre es am schönsten, wenn wir direkt die Lichtquanten zählen könnten, die auf unsere Instrumente auftreffen. Der größte Spiegel auf dem Mt. Wilson reicht indessen für die paar allerhellsten Sterne gerade hin, um im spektral zerlegten Licht mit Radiometer und Thermoelement Messungen von einiger Genauigkeit vorzunehmen. Wir können also vorerst auf die summierende Wirkung der photographischen Emulsionen nicht verzichten.

4. Spektralphotometrie mit der Prismenkamera.

Die Wege, die wir einschlagen konnten, um Beiträge zur Lösung der Probleme zu liefern, waren natürlich mit vorgezeichnet durch

die zu Gebote stehenden Hilfsmittel. Für die Aufnahme von Sternspektren kam zunächst nur ein U. V.-Triplet in Betracht, das seinerzeit von Schwarzschild als Zenitkamera benutzt worden war. Das Objektiv hat 15 cm Öffnung und 150 cm Brennweite und wurde mit Hilfe zweier von der Notgemeinschaft zur Verfügung gestellten Objektivprismen von gleicher Öffnung und 8° bzw. 12° brechendem Winkel aus U. V.-Glas zu einer Prismenkamera ausgebaut. Die beiden Prismen können je getrennt für sich oder zusammen vor dem Objektiv auf einem in Position drehbaren Flansch befestigt werden. Die ganze Kamera wurde auf eine vorhandene parallaktische Montierung zusammen mit einem alten Fraunhoferschen Fernrohr als Leitrohr aufgebaut. Und dann begann ein fast zweijähriger Kampf mit den Unvollkommenheiten des Instruments, bis wir wirklich so weit waren, daß wir einwandfreie Spektra erhielten.

Die Anforderungen an das Instrument und die Beobachtungsmethoden sind grundsätzlich verschieden, ob man die Spektra nur zu verhältnismäßig roher Klassifizierung benötigt, oder ob man exakte spektralphotometrische Messungen vornehmen will. Im ersteren Fall kann man sich den großen Vorteil der Objektivprismenanordnung voll zunutze machen und die Spektra der Sterne auf einem möglichst ausgedehnten Himmelsareale gleichzeitig aufnehmen. Im anderen Fall dagegen kommt grundsätzlich nur die Aufnahme einzelner Spektra streng in der optischen Achse in Betracht, und man muß außerdem Sorge dafür tragen, daß nachher die Schwärzungen auf der Platte in Intensitäten umgerechnet werden können.

Da die Sterne unendlich ferne punktförmige Lichtquellen sind, liefern sie fadenförmige Spektra von einer Breite, die sich theoretisch aus der Größe der Beugungsfigur des Objektivs ergibt, und die durch photographische Effekte um ein kleines verbreitert wird. In unserem Falle ist die normale Breite eines gut fokussierten Spektrums etwa 0.04 mm. Es galt vor allem, die Bedingungen zu ermitteln, die ein über einen möglichst weiten Wellenlängenbereich scharfes und gleichmäßig verbreitertes Spektrum ergeben. Hier möge darauf verzichtet werden, die verschiedenen Versuche zu besprechen, indem wir die Anordnung in der Form beschreiben, in der sie jetzt verwendet wird.

Aus der Untersuchung der Farbenabweichung des Ob-

jektivs geht hervor, daß bei der größten zur Verfügung stehenden Dispersion die beste Anpassung an die wahre Form der Spektra erreicht wird, wenn die photographische Schicht auf einem Zylinder von 20 mm Radius aufgespannt wird, dessen Achse senkrecht auf der Dispersionsrichtung und der optischen Achse des Fernrohrs steht. Es wurde eine entsprechende Kassette konstruiert, die außerdem eine Verschiebung in der Längsrichtung des Zylinders gestattet, so daß bis zu 40 Einzelspektra auf einem einzigen Film der Größe 6:9 aufgenommen werden können. Zur Verwendung kommen Perutz-Planfilme, die infolge der größeren Steifigkeit gegenüber Rollfilmen angenehmer beim Entwickeln und vor allem bei der Photometrierung sind.

Der notwendige Verzicht auf höchstempfindliche Platten bringt zwei wesentliche Nachteile mit sich: eine etwa fünffache Verlängerung der Belichtungszeiten und den Umstand, daß Filme auf beiden Seiten der Gefahr mechanischer Verletzungen ausgesetzt sind. Außerdem erwächst ein neues Problem in dem Augenblick, wo man von der senkrecht stehenden Platte abgeht: die richtige Einstellung des Sternes. Denn nun muß eine ganz bestimmte Wellenlänge auf eine ganz bestimmte Stelle des gekrümmten Filmes abgebildet werden. Um das zu erreichen, kann in den Lichtweg ein total reflektierendes Prisma eingeschoben werden, das die visuelle Betrachtung des Spektrums in einem seitlichen Okular ermöglicht. Durch ein passendes Orangefilter wird das Spektrum im Grün scharf abgeschnitten, und die so erzeugte Kante wird an einer Okularskala eingestellt, deren Beziehung zur Kassette empirisch ermittelt ist. Auf diese Weise kann erreicht werden, daß jedes aufzunehmende Spektrum innerhalb 0.1 mm richtig auf dem Film liegt, auf den nach dem Einlegen jeweils Marken aufkopiert werden, welche der Scheitelmantellinie des Zylinders entsprechen.

Die Verbreiterung der Spektra geschieht in der Weise, daß die ganze Kassette in bestimmten Intervallen diskontinuierlich senkrecht zur Richtung der Spektra verschoben wird. Die Auslösung dieser schrittweisen Verrückungen erfolgt durch einen Elektromagneten und ein mit dem Uhrwerk gekoppeltes Kontaktrad, das gestattet, die Schritte in Abständen von $1 \cdot 4^s$ bis 5^m erfolgen zu lassen. Die Prüfung hat ergeben, daß eine Schrittbreite von 0.01 mm ein vollkommen gleichmäßig geschwärztes Spektrum ergibt, dessen Gesamtbreite gewöhnlich 0.20 mm gewählt wird. Erst

bei 0.03 mm Abstand der Schritte zeigt sich eine klare Längsstruktur in den Spektren. Übrigens erfordert die Erzeugung gleichmäßiger, nicht längsgestreifter Spektra neben der exakten Verbreiterungsvorrichtung ein sehr sorgfältiges Pointieren mit dem Leitfernrohr. Bei starkem Szintillieren ist es fast unmöglich, Streifung zu vermeiden.

Die photometrische Auswertung der Spektra erfolgt mit einem Registrierphotometer Kochscher Konstruktion. Da das von der Firma Krüß seinerzeit bezogene Instrument sich in fast allen Teilen als unzureichend erwies, mußten wir zu einer gründlichen und lange Zeit in Anspruch nehmenden Umarbeitung in der eigenen Werkstatt schreiten, bis wir einen Meßapparat besaßen, der von einer Laborantin bedient werden kann. Die Spektra können jetzt maßstabgetreu mit jeder beliebigen Übersetzung von 1:5 bis 1:50 auf Platten 9/24 registriert werden. Die Montierung aller optischen Teile auf Dreikantschienen und Reitern mit Schlitten ermöglicht jederzeit eine bequeme Justierung.

Bei der Aufstellung des Beobachtungsprogramms stand die Temperaturbestimmung bzw. die Feststellung der Abweichungen der Sternstrahlung von der des schwarzen Körpers im Vordergrund, unter Beschränkung auf die helleren Sterne bis zur Größe 4.0 und, zur Ausschaltung größerer Extinktionsunsicherheiten, auf Sterne nördlich des Äquators. Die Ausdehnung auf die südliche Halbkugel unter gleichzeitigem Anschluß an das Göttinger Programm wird ermöglicht dadurch, daß meinem Mitarbeiter ten Bruggencate, eine gleiche Prismenkamera auf der Boscha-Sternwarte in Lembang (Java) zur Verfügung gestellt wurde, für die wir eine passende Filmkassette bauten[1].

Die Untersuchungen lassen sich in zwei Teile trennen von wesentlich verschiedenem Grade der Schwierigkeit in der Durchführung. Der relative Anschluß der Programmsterne an einige stets mit zu beobachtende Normalsterne bedarf nur einer guten Elimination der Extinktionsdifferenzen und exakter Schwärzungsphotometrie. Nimmt man das Spektrum des Anschlußsternes mehrfach während eines Abends auf und beobachtet man die Pro-

[1]) Leider konnten dort die Beobachtungen nicht durchgeführt werden. Herr ten Bruggencate mußte sich darauf beschränken, ein Programm von δ-Cephei-Sternen zu beobachten.

grammsterne möglichst in gleichen Zenitdistanzen, dann ist es nicht allzu schwierig, den Einfluß der Extinktion auf die relativen Intensitäten zu eliminieren. Der Übergang von Schwärzungen zu Intensitäten erfordert die Einordnung der einzelnen Spektra in eine Skala bekannter Intensitätsstufen. Dabei hat als oberstes Prinzip einwandfreier photographischer Photometrie die Gleichheit der Belichtungszeiten zu gelten, d. h. die verschiedenen Schwärzungsstufen müssen erzeugt werden durch Vorrichtungen, welche die Intensitätsverteilung des Lichtes nicht verändern. Das beste Mittel dafür ist die Verwendung von Gittern vor dem Objektiv. Rationeller, vor allem in unserem unsicheren Klima, ist das Aufkopieren einer Serie künstlicher Sternspektra im Laboratorium, wobei es nur nicht ganz leicht ist, den Vergleichsspektren das gleiche Aussehen wie den Sternspektren zu geben.

Der absolute Anschluß der Vergleichssterne an den schwarzen Körper ist unvergleichlich viel schwerer. Er erfordert vor allem die Bestimmung des Absolutwertes der Extinktion und die Aufnahme des Spektrums des schwarzen Körpers auf dem gleichen optischen Weg wie die Sternspektra. Die Vorbereitungen für diesen zweiten Teil des Programms sind in Gang. Die Hauptsache ist dafür der Bau eines Kollimators, in dessen Brennebene die künstlichen Sternbilder liegen, von denen durch die Prismenkamera in gleicher Weise Spektra erzeugt und verbreitert werden wie von den Sternen.

Neben der Auswertung des kontinuierlichen Spektrums geben unsere Spektra auch die Möglichkeit zum Studium von Linienintensitäten. Die Tatsache, daß das Spektrum auf der ganzen Länge im Fokus ist, macht die Resultate frei von dem Einfluß ungleichmäßiger Schärfe, der sonst die Linienintensitäten bei Objektivprismenaufnahmen verfälscht. Allerdings möchten wir diesen Intensitäten nur für die frühen Spektraltypen einiges Gewicht beilegen, bei denen die natürliche Breite der Linien groß und die Anzahl gering genug ist, um die Intensitäten nicht zu sehr durch instrumentelle Einflüsse (ungenügende Auflösung, Beugung, photographische Überstrahlung) zu verfälschen. Angesichts der Schwierigkeiten, im Spektrum der Sonne selbst bei größten Dispersionen Linienintensitäten zu messen, muß es fast als Unmöglichkeit erscheinen, aus Objektivprismenspektren für die mittleren und späten Typen quantitative Aussagen über die Intensitäten der

Linien zu machen. Ist es doch beinahe unmöglich, die dem kontinuierlichen Spektrum entsprechende Linie mit einiger Sicherheit zu ziehen, wenn das Spektrum derart von Absorptionslinien durchzogen ist wie etwa in dem in Fig. 3 wiedergegebenen Beispiel von γ Cygni (Spektraltypus F 8).

Setzt man vor das Objektiv ein Parallelstabgitter, dessen Drähte senkrecht zur Prismenkante stehen, so erhält man zu beiden Seiten des Zentralbildes die Beugungsbilder der verschiedenen Ordnungen. Sind speziell die Zwischenräume der Drähte gleich den Drahtdicken, so stellen Zentralbild und Spektrum erster Ordnung Spektra des gleichen Sternes dar, die gegenüber dem Bild ohne Gitter um 1.50 bzw. 2.48 Größen geschwächt sind. Unter gewissen einschränkenden Voraussetzungen — d. h. wenn man sich in Teilen der Schwärzungskurve von genügend kleiner Krümmung befindet — kann man aus den mit einem solchen Gitter aufgenommenen Spektren zweier Sterne unmittelbar die Intensitätsverhältnisse an gleichen Stellen des Spektrums ableiten. Unter vollkommener Umgehung des Begriffes der Schwärzung setzen wir dabei unmittelbar die Ordinaten der Registrierkurve in Beziehung zu den gesuchten Intensitäten. Sind diese Ordinaten für irgendeinen Wert $\nu = \frac{1}{\lambda}$ bezüglich $a_z^1, a_z^2, a_s^1, a_s^2$ für Zentralbild und Seitenbild der beiden Sterne und gilt für den Zusammenhang dieser Ordinaten mit den in Sterngrößen ausgedrückten Intensitäten die quadratische Beziehung

$$m = \alpha + \beta a + \gamma a^2$$

so ist der Unterschied Δm_ν der beiden Sterne für die betreffende Wellenlänge gegeben durch

$$\Delta m_\nu = 0.92 \cdot \frac{(a_z^1 + a_s^1) - (a_z^2 + a_s^2)}{(a_z^1 - a_s^1) + (a_z^2 - a_s^2)} \left[1 + \frac{\gamma}{\beta} (\ldots) \right]$$

Solange man den Einfluß des Korrektionsgliedes in der Klammer vernachlässigen kann, ergeben sich also aus den abgelesenen Ordinaten der Registrierkurve durch einfache Rechenoperationen die Größen Δm_ν. Wird die Gültigkeit des Planckschen Gesetzes vorausgesetzt und ist die Temperatur des einen Sternes gegeben, dann gestaltet sich auch die Berechnung der Temperatur des anderen Sternes sehr einfach. Es ist nämlich der Gradient

$$\frac{d\,\Delta m}{d\,(^1/\lambda)} = 1.086\left[\frac{c_2}{T_2}\,\frac{1}{1-e^{\frac{-c_2}{\lambda T_2}}} - \frac{c_2}{T_1}\,\frac{1}{1-e^{\frac{-c_2}{\lambda T_1}}}\right]$$

sehr nahe unabhängig von der Wellenlänge, so daß man ihn durch den Differenzenquotienten ersetzen darf. Dieser Gradient läßt sich aber im allgemeinen mit größerer Sicherheit bestimmen als die Ordinaten selbst.

Ein Beispiel möge zugleich die Methode erläutern und die Grenzen ihrer Anwendung aufzeigen. Wir wählen die beiden Sterne ι Herculis (Typus B 3) und γ Cygni (Typus F 8). Die Registrierkurven der beiden Zentralbilder veranschaulichen die Figuren 2 und 3. Aus dem Vergleich der Ordinaten dieser Kurven mit den entsprechenden der Seitenbilder ergeben sich nach der obigen Formel für Δ m die Werte der Tabelle, neben die die daraus abgeleiteten Werte für den zur Temperaturbestimmung benötigten Gradienten gesetzt sind (die Δ m sind selbstverständlich wegen des Einflusses der differentiellen Extinktion verbessert).

λ	$\frac{1}{\lambda}$	$\Delta m_{\gamma-\iota}$	$\frac{d\,\Delta m}{d\,^1/\lambda}$
4762 Å	$2.1\cdot10^5$ cm^{-1}	-0.818	
			$-0.201\cdot10^{-4}$
4545	2.2	-0.617	
			-0.088
4348	2.3	-0.529	
			-0.221
4167	2.4	-0.308	
			-0.397
4000	2.5	$+0.089$	
			-0.419
3846	2.6	$+0\ 508$	

Die Werte der letzten Spalte sind nun keineswegs, wie es die Theorie erfordert, konstant. Man wird sich darüber nicht weiter wundern, wenn man die Registrierkurve von γ Cygni einer genaueren Betrachtung unterzieht. Es ist kaum möglich, aus dem durch die Fülle von Absorptionslinien so außerordentlich unruhigen Kurvenzug die richtigen Ordinaten für das kontinuierliche Spektrum abzulesen. Zwischen λ 4550 und λ 4350 liegen die Gipfel der Kurve unzweifelhaft über der Linie, welche die Gipfel der Bereiche λ 4750 bis λ 4550 und λ 4350 bis λ 4170 verbindet. Und jenseits von 4150 erhebt sich die Kurve unter dem Einfluß der sich häufenden Absorptionen (man beachte vor allem die Breite der Linien λ 3970 und λ 3933 des Ca^+) kaum mehr zu ihrer vollen Höhe.

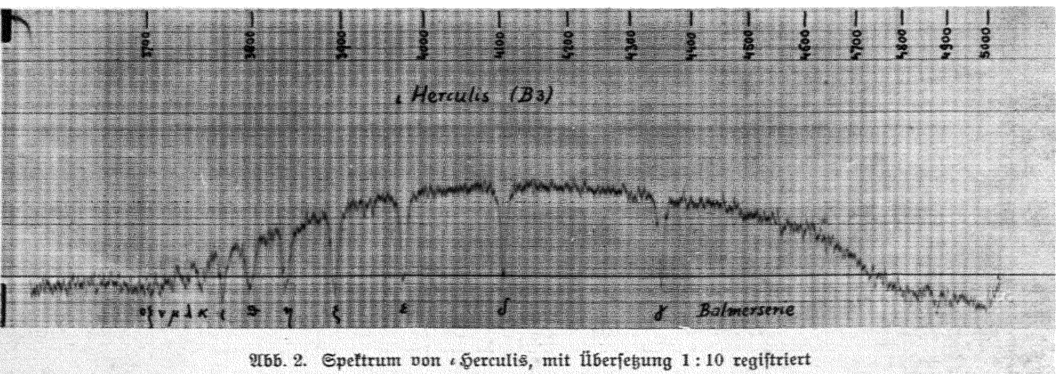


Abb. 2. Spektrum von ι Herculis, mit Übersetzung 1 : 10 registriert

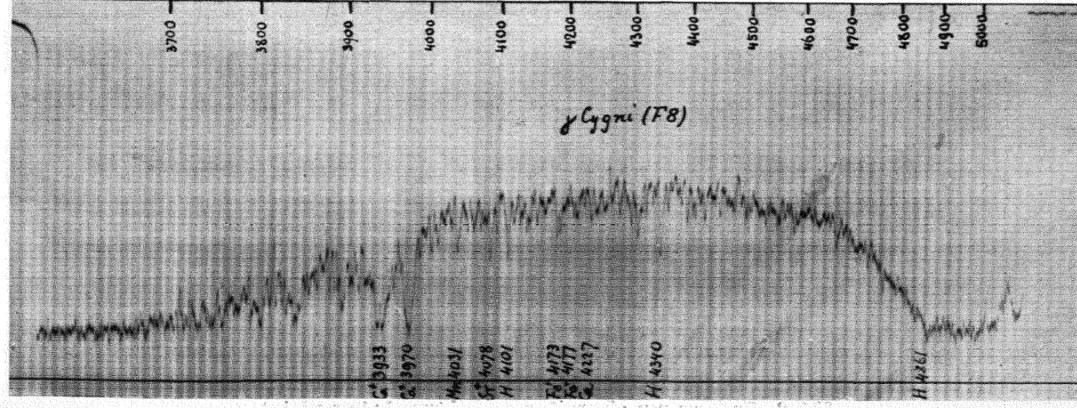


Abb. 3. Spektrum von γ Cygni, mit Übersetzung 1 : 10 registriert

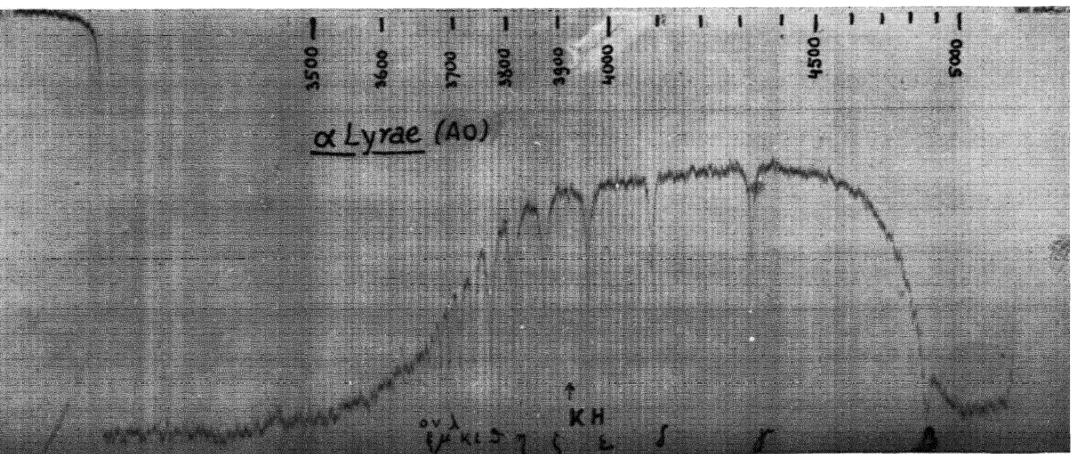


Abb. 4. Spektrum von α Lyrae, mit Übersetzung 1 : 5 registriert

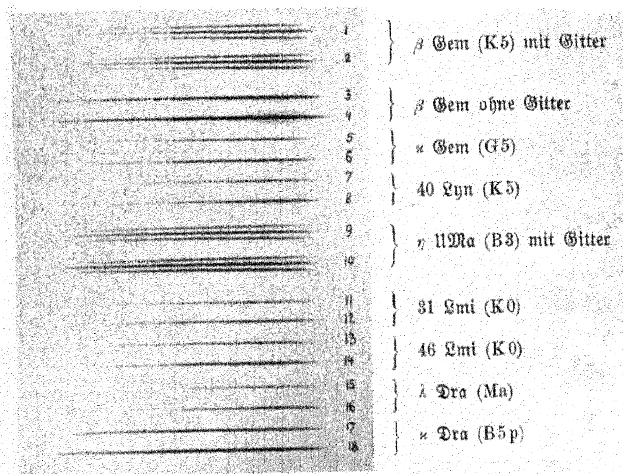


Abb. 5. Aufnahme F78, Vergrößerung 5/3

Beschränkt man sich auf den Teil des Spektrums, der am wenigsten durch Absorptionslinien beeinträchtigt erscheint, ($\lambda > 4150$), dann ergibt sich mit $c_2/T = 0.84 \cdot 10^{-4}$ für ι Herculis aus dem mittleren Gradienten $\frac{d\Delta m}{d^1/\lambda} = 0.170.10^{-4}$ für ι Cygni die effektive Temperatur $T = 5600^0$. Dieser Wert stimmt gut mit Wilsing überein (5700^0), während Rosenberg die wesentlich niedrigere Temperatur von 5100^0 findet. Diese Abweichung ist vollkommen verständlich, wenn man bedenkt, daß Rosenberg stark extrafokal beobachtete, bei ihm die unscharfen Absorptionslinien also überhaupt keine richtige Auffassung des kontinuierlichen Spektrums mehr ermöglichten.

In ganz analoger Weise lassen sich aus solchen Gitteraufnahmen die Linienintensitäten ableiten. Die Formel für Δm gilt hier unter genau den gleichen einschränkenden Bedingungen, wobei die Stelle des Vergleichssterns jetzt das kontinuierliche Spektrum des Sternes selbst einnimmt. Hier möge α Lyrae als Beispiel dienen, dessen Spektrum, mit fünffacher Übersetzung registriert, Fig. 4 wiedergibt. Wir bezeichnen mit Δm die in Größenklassen gemessene Tiefe der Absorptionslinie unter dem umgebenden kontinuierlichen Untergrund. Da die Linie $H\beta$ und der ultraviolette Teil des Spektrums jenseits $H\mu$ in dem Seitenbild zu schwach waren, um einwandfreie Messungen zu gestatten, enthält die folgende Tabelle nur die Intensitäten der Balmerserie von $H\gamma$ bis $H\mu$.

Linie	Δm	Shapley	i	Shapley
$H\gamma$	1.20	0.95	33	42
δ	1.35	1.43	29	27
$H\varepsilon + H$	(1.74)	1.60	(20)	23
ζ	1.47	1.68	26	21
η	1.60		23	
ϑ	1.27		31	
ι	1.13		35	
$\varkappa$	0 89		44	
λ	0.73		51	
μ	0.64		56	

Unter *i* steht, in Prozenten des kontinuierlichen Untergrundes ausgedrückt, die Restintensität in den Linien. Neben die von uns

gefundenen Werte sind jeweils unter Shapley die auf dem Harvard-Observatorium mit ähnlichen Instrumenten gefundenen Intensitäten gesetzt. Leider reichen diese Zahlen nicht weit genug, um den offenbaren Verschiedenheiten weiter nachgehen zu können. Die Linie $H\varepsilon$ scheidet notwendigerweise aus, da sie durch die nicht zu trennende Linie H des Ca^+ verstärkt wird.

Wie man sieht, sind in den Linien noch ganz erhebliche Restintensitäten vorhanden, die keineswegs etwa durch photographische Effekte vorgetäuscht werden, obwohl diese bis zu einem gewissen Grade eine Verschmierung der Intensitätsverteilung in den Absorptionslinien hervorbringen, so daß die Restintensitäten etwas zu groß gefunden werden.

Die hier skizzierte Methode führt nach zwei Richtungen hin auf Schwierigkeiten: sie macht eine Voraussetzung über die Gestalt der Schwärzungskurve, die stets nur in beschränktem Umfange erfüllt ist, und erfordert relativ lange Belichtungszeiten, da nur die Hälfte der freien Objektivöffnung wirksam ist. Aus dem ersten Grunde muß darauf geachtet werden, daß die zu vergleichenden Intensitätsdifferenzen jeweils aus dem gleichen Bereich der Schwärzungskurve abgeleitet werden, d. h. man kann im allgemeinen nur Sterne vergleichen, welche bezüglich Helligkeit und Spektraltypus nicht sehr verschieden sind. Die Abblendung des Objektivs durch das Gitter bedingt entweder eine Beschränkung auf die allerhellsten Sterne oder aber die Verwendung erheblicher instrumentellen Hilfsmittel. Sterne der Größe 3,5 erfordern bei unserer Prismenkamera eine Belichtungszeit von etwa 4 Minuten, wenn man die Spektra zwischen λ 3700 und λ 5000 in gut meßbarer Schwärzung erhalten will. Durch das Vorsetzen des Gitters würde diese Zeit auf etwa 25—30 Minuten erhöht werden müssen, da ja nicht nur das Zentralbild, sondern auch das Spektrum erster Ordnung gemessen werden muß. Hinzu kommt der Umstand, daß es bei der photographischen Photometrie schwer möglich ist, ein Intensitätsintervall von mehr als vier Größenklassen durch eine einzige Aufnahme zu erfassen. Da Zentralbild und Bild erster Ordnung schon einen Helligkeitsunterschied von 1 Größenklasse haben, kann also die Intensitätsverteilung innerhalb des Spektrums nur noch in einem Umfang von höchstens $2^1/_2$ Größenklassen untersucht werden, wenn man in demjenigen Teile der Schwärzungskurve bleiben will, der noch einigermaßen

sichere Reduktionen gestattet. In unserem obigen Beispiel trat diese Beschränkung bereits deutlich zu Tage.

Die Durchführung unseres Beobachtungsprogrammes geschieht auf Grund dieser und einiger anderer Überlegungen daher in etwas anderer Weise. Die Sterne werden normalerweise mit nicht abgeblendetem Objektiv aufgenommen, alle mit der gleichen Belichtungszeit und möglichst viele auf demselben Film. Nur zur Ableitung der Schwärzungskurve wird auf jedem Film mindestens ein heller Stern (nach Möglichkeit deren zwei) mit und ohne Gitter aufgenommen. Die Helligkeit m dieser Sterne ist so auszusuchen, daß die Intensitäten der Programmsterne zwischen den Stufen m (Bild ohne Gitter), m + 1.50 (Zentralbild mit Gitter) und m + 2.48 (Bild erster Ordnung) liegen, so daß nur solche Teile der Schwärzungskurve benutzt werden, die direkt aus den Beobachtungen abgeleitet sind. Da die Schwärzungsverteilung in den Sternspektren mit der Wellenlänge ganz erheblich variiert, macht sich die oben bereits bemerkte Schwierigkeit auch hier noch geltend: Die Aufnahme mit einer einzigen Belichtungszeit gibt auswertbare Schwärzungen nur in einem begrenzten Wellenlängenintervall. Will man die Messungen nach kürzeren und längeren Wellen ausdehnen, dann muß man eine zweite Serie von Aufnahmen machen, mit wesentlich längerer Belichtungszeit, bei der dann der Mittelteil der Spektra überbelichtet ist. Unsere Filme tragen daher durchweg je zwei Aufnahmen desselben Sternes mit Belichtungszeiten, die im Verhältnis 1 : 2 stehen. Abbildung 5 gibt eine solche Aufnahme wieder.

Bekanntlich sind die Schwärzungskurven von der Wellenlänge abhängig. Man darf sich bei exakter Spektralphotometrie daher niemals darauf beschränken, mit einer mittleren Schwärzungskurve für einen größeren Wellenlängenbereich zu rechnen, wenn man nicht die abzuleitenden Intensitätsverteilungen in ihrer Abhängigkeit von der Wellenlänge verfälschen will. Darauf ist gerade bei astronomischen spektral-photometrischen Arbeiten nicht immer Rücksicht genommen worden. Der Grad der Abweichungen ist natürlich verschieden je nach dem photographischen Material und der Art der Entwicklung. Nach den gerade von exakten Forschern gemachten Erfahrungen genügt nicht einmal Verwendung desselben Fabrikats und der gleichen Entwicklungsmethode, um die gleichen Resultate zu reproduzieren. Es bleibt daher nichts an-

deres übrig, als wirklich für jeden Film die Schwärzungskurven für verschiedene Wellenlängen abzuleiten. Wie stark im Durchschnitt in unserem Falle die Abweichungen sind, geht aus Abb. 6 hervor.

Sind die Ordinaten der Registrierkurven — die wir auch hier wieder unmittelbar in Beziehung setzen zu den wahren Intensitäten — in Größenklassen umgerechnet, dann können die Differenzen gegen den Normalstern gebildet werden. Für die Ableitung der Temperatur gilt die schon oben angeführte Beziehung zu dem Gradienten $\frac{d(\Delta m)}{d^1/\lambda} = \text{grad}\,(\Delta m)$, die wir unter Einführung der Größen

$$\tau = \frac{1.086}{1-e^{-\frac{c_2}{\lambda T}}} \cdot \frac{c_2}{T}$$

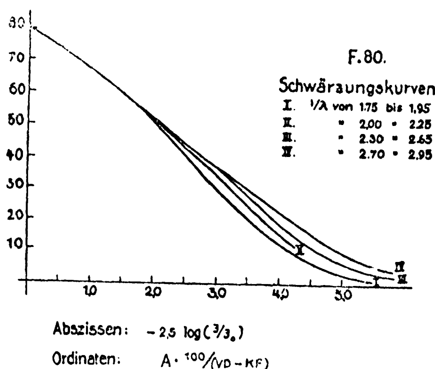


Abb. 6. Schwärzungskurven F 80

in der Form schreiben können:

$$\tau_2 = \text{grad}\,\Delta m + \tau_1$$

Die Werte τ können mit den Argumenten $^1/\lambda$ und $\frac{c_2}{T}$ bzw. T tabuliert werden. Eine Annahme über die schwarze Temperatur T_1 des Vergleichssterns ergibt zu jedem Wert von $^1/\lambda$ den Tabellenwert τ_1; aus den Beobachtungen folgt der Gradient grad Δm; zu dem resultierenden Wert τ_2 für den Stern, dessen Temperatur

bestimmt werden soll, erhält man dann aus der Tabelle unmittelbar $\frac{c_2}{T_2}$ bzw. T_2.

Auch hier möge ein Beispiel Methode und Ergebnisse erläutern. Wir wählen den Film F 80, dessen Schwärzungskurven Abb. 6 wiedergibt. Als Vergleichsstern diene η Ursae majoris (Typus B 3), für den vorläufig $c_2/T_1 = 0.7$ gesetzt werde (entsprechend $T = 20500^0$). Als Stern, dessen Temperatur bestimmt werden soll, betrachten wir β Geminorum (Typus K 0). Die wegen Extinktion verbesserten Intensitätsdifferenzen im Sinne β Gem. — η Urs. maj. sind in Abb. 7 als Punkte in ihrer Abhängigkeit von der rezi-

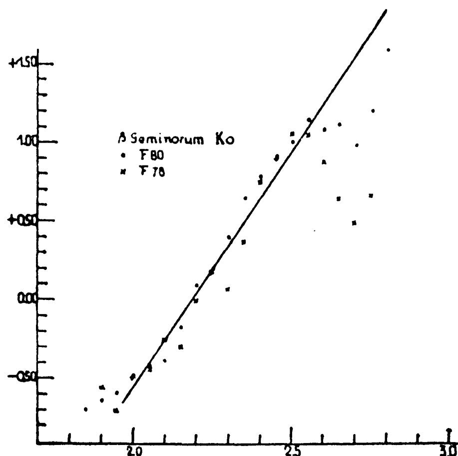


Abb. 7. β Gem — η UMa

proken Wellenlänge aufgetragen. Wie man sieht, werden sie durch eine Gerade nur angenähert dargestellt. Die Ursachen liegen einerseits in Unsicherheiten der Reduktion (Schwärzungskurve), andererseits in den von einem schwarzen Körper abweichenden Intensitätsverteilungen beider Sterne. Insbesondere ist das Gebiet $1/\lambda > 2.55$ ($\lambda < 3920$) unbrauchbar; bei η Urs. maj. ist dort der Einfluß der kontinuierlichen Wasserstoffabsorption deutlich zu spüren, bei β Gem. ist das kontinuierliche Spektrum nur schwer aus den sich häufenden Absorptionslinien herauszuholen. Man erkennt

diese Schwierigkeiten auch aus dem Vergleich mit den in die Abb. 7 ebenfalls eingezeichneten Ergebnissen des Filmes F 78 (Kreuze), die sich für $1.85 < \lambda < 2.55$ gut dem des Filmes F 80 anpassen, dagegen jenseits $^1/\lambda = 2.55$ stark streuen. Im Mittel aus beiden Filmen erhält man:

$$2.00 \leq {}^1/\lambda \leq 2.50 \qquad \text{grad}\ (\Delta m) = +\ 2.96$$

und damit die effektive Temperatur von β Gem. zu

$$T = 3980^0$$

Rosenberg fand 3500°, Sampson 4200°; unser Wert liegt zwischen diesen beiden.

Wir sehen nun unsere Aufgabe nicht etwa darin, den bereits vorhandenen spektralphotometrischen Temperaturbestimmungen (es sind allerdings nur sehr wenige und kaum einwandfreie) eine neue Serie hinzuzufügen. Die Bedürfnisse der Astronomie scheinen uns in anderer Richtung zu liegen. Es kommt weniger darauf an, durch mehr oder weniger gute Anpassung an beobachtete Intensitätsverteilungen in engen Wellenlängenbereichen eine Art „schwarzer" Temperatur für die Sterne abzuleiten, als vielmehr eine photometrisch einwandfreie Untersuchung des kontinuierlichen Sternspektrums über einen möglichst weiten Wellenlängenbereich zu liefern. Die Abweichungen der Sternstrahlung von der eines schwarzen Körpers sind vorhanden und vor allem bei der Sonne ganz klar nachgewiesen. In diesen Abweichungen gerade haben wir die Lösung der Frage nach dem physikalischen Zustand der Sternatmosphären zu suchen. Die effektiven Temperaturen sind ein in mancher Beziehung wertvolles Surrogat, aber eben auch nicht mehr als das.

In welcher Richtung sich dann die Auswertung der Ergebnisse bewegen wird, kann noch an einem kleinen Beispiel veranschaulicht werden. Die beiden Sterne ε Persei und ζ Persei haben, nach den Absorptionslinien beurteilt, genau den gleichen Spektraltypus B 1. Man würde daher beiden eine effektive Temperatur von etwa 22000° zuschreiben. Die Untersuchung des kontinuierlichen Spektrums fördert indessen einen ganz systematischen Unterschied zu Tage. Es ergibt sich nämlich ein relativer Gradient

grad $\Delta m = +\ 0.567 \pm 0.045$ (*m. F.*) im Sinne ε Persei — ζ Persei,

woraus folgt, daß die beiden Sterne erheblich verschiedene effektive Temperaturen haben müssen. Es kommt nun ganz darauf an, welchen der Sterne man als den normalen ansehen will. Indem wir diese Frage vorläufig offen lassen, stellen wir die Werte von *T* zusammen, welche einander entsprechen:

ε Persei	ζ Persei
15000	9150
20000	10550
25000	11650

Wird der Vergleich noch mit Sternen von anderem Spektraltypus durchgeführt, so zeigt sich, daß wahrscheinlich ζ Persei der Stern ist, welcher aus der Reihe herausfällt. Trotz der Gleichheit des Absorptionsspektrums müssen also die Zustände in den Atmosphären beider Sterne nach Ausweis des kontinuierlichen Spektrums verschieden sein. Wenn wir erst über ein größeres photometrisch einwandfreies Material verfügen, wird man diesen Zusammenhängen nachgehen und auf ihrer Grundlage die Theorie der Sternatmosphären erweitern können.

Die Astronomie ist heute in einem Stadium, wo die Theorie weiter reicht als die Unterlagen durch die Beobachtungen. Vielfach müssen weitreichende Schlüsse gezogen werden aus einem recht spärlichen und ungenügenden Beobachtungsmaterial. Neue Beobachtungen anzustellen, unter den Gesichtspunkten, welche von der Theorie gegeben werden, ist daher unsere Hauptaufgabe für die nächsten Jahre. Nur so können wir hoffen, das Gebäude zu festigen, das die Theorie in teilweise weitgehender Spekulation bereits aufgerichtet hat. Indem die Notgemeinschaft diese Bestrebungen unterstützt, durch Bereitstellung instrumenteller Hilfsmittel und von Hilfskräften für die mühsame Auswertung, hilft sie das Fundament schaffen, auf dem die künftige Theorie der Zustände im Sterninnern und in den Sternatmosphären vertrauensvoll weiter bauen kann.

Sterntemperaturen

Von Prof. Dr. H. Kienle

Bei experimentellen Arbeiten gibt es jeweils eine gewisse Grenze für die angestrebte Beobachtungsgenauigkeit, die dem Versuch, sie auch nur um ein Geringes zu überschreiten, unverhältnismäßig große Schwierigkeiten entgegensetzt. Diesseits der Grenze liegt das Gebiet der Schwierigkeiten, deren Bewältigung man bei der Allgemeinausbildung als selbstverständlich fordern muß, jenseits davon das Arbeitsfeld derer, die zielbewußt neuen Boden erobern wollen. In der Positionsastronomie hat man seinerzeit das Schlagwort vom „Kampf ums Zehntel" bei den absoluten Zeitbestimmungen geprägt; ein ähnlicher Kampf spielt sich heute auf dem Gebiete der Astrophotometrie ab. Die Stellarstatistik muß immer wieder die Forderung erheben, daß die Sternhelligkeiten — photographische wie visuelle — mit einer Genauigkeit von mindestens einem halben Zehntel bestimmt werden, wenn man überhaupt brauchbare Schlüsse ziehen will. Bei den Sternen bis zur 8. Größe sind wir vielleicht gerade so weit, daß wenigstens hinsichtlich der systematischen Fehler der Systeme diese Forderung als erfüllt angesehen werden kann; alle Diskussionen über die Helligkeiten der schwächeren Sterne aber — und auf sie allein kommt es gegenwärtig bei den Problemen der Stellarastronomie an — zeigen, daß wir das Zehntel noch nicht verbürgen können; und bei den schwächsten Sternen — etwa von der 16. Größe ab — führen wir noch den Kampf um das Viertel.

Ähnlich ist die Lage bei den spektralphotometrischen Untersuchungen. Als ich vor nahezu fünf Jahren mit den Vorarbeiten begann zur Schaffung eines Fundamentalsystems von Sterntemperaturen, hoffte ich, daß der relative Gradient der kontinuierlichen Spektren zweier Sterne sich bei einigermaßen sorgfältiger Arbeit ohne große Schwierigkeiten mit einem m. F. von $\pm$ 0,05^m werde bestimmen lassen. Heute, nachdem durch Ausdehnung der Versuche nach den verschiedensten Richtungen hin eine Fülle eigener

Erfahrungen gewonnen worden ist, die teilweise bestätigt werden durch die von anderer Seite veröffentlichten Beobachtungen (Greenwich und Harvard), möchte ich die Lage etwa folgendermaßen beurteilen: Begnügt man sich mit der durch einen mittleren zufälligen Fehler von $\pm 0{,}10^{m}$ charakterisierten Genauigkeit der relativen monochromatischen Sternintensitäten — d. i. der Differenzen $\Delta m \cdot d\lambda = -2{,}5 \log \frac{i_1}{i_2} d\lambda$ gegen einen Vergleichsstern — innerhalb des „normalen" Bereiches der Wellenlängen von etwa $\lambda = 0{,}39\,\mu$ bis $\lambda = 0{,}49\,\mu$ und der zu messenden Intensitätsdifferenzen von maximal zwei Größenklassen, so ist es ziemlich gleichgültig, welche photographisch-photometrische Methode man anwendet; man wird das gesteckte Ziel im Mittel aus etwa vier Einzelbeobachtungen erreichen können. Dabei wird dieser „normale" Bereich begrenzt auf der langweiligen Seite durch den starken Abfall der Empfindlichkeit der gewöhnlichen und die Lage des grünen Empfindlichkeitsminimums aller orthochromatischen und panchromatischen Emulsionen; auf der kurzwelligen Seite durch die Häufung der Absorptionslinien in den Spektren aller Sterne mit Annäherung an die Balmergrenze, etwa von H_ε ab, und die rasch abnehmende Durchlässigkeit der Glasoptik und der Atmosphäre.

Jede Ausdehnung des so definierten normalen Bereiches erfordert bei Anstrebung der gleichen Genauigkeit eine sorgfältige Auswahl der Methode und ist nur möglich durch langsames schrittweises Vorgehen. Die erreichbare Grenze hängt von verschiedenen Bedingungen ab, deren Einfluß im einzelnen schwer abzuschätzen ist. Neben der Tragfähigkeit des zur Reduktion der Beobachtungen verwandten photographisch-photometrischen Verfahrens spielen die Größe der verfügbaren Instrumente, die Gunst der atmosphärischen Verhältnisse und nicht zuletzt die Anzahl der in den Dienst der Aufgabe zu stellenden Hilfskräfte eine Rolle.

Wie in dem vorausgehenden früheren Bericht dargelegt wurde, kommt es bei unseren speziellen spektralphotometrischen Untersuchungen darauf an, den Verlauf des kontinuierlichen Spektrums in der Weise festzulegen, daß der Verlauf des Gradienten $g = \frac{d\Delta m}{d^1/\lambda}$ für verschiedene Wellenlängen bestimmt wird. Dabei ist $\Delta m = m_1 - m_2 = -2{,}5 \log \frac{i_1}{i_2}$ zunächst der in Größen-

klassen gemessene Unterschied der monochromatischen Intensitäten zweier Sterne, der aber durch Anschluß eines der beiden verglichenen Sterne an einen Strahler bekannter Intensitätsverteilung (letzten Endes eines schwarzen Strahlers im Laboratorium) auf den Unterschied gegen schwarze Strahlung bekannter Temperatur umgerechnet werden kann. Die Veränderlichkeit dieses in begrenzten Wellenlängenintervallen bestimmten Gradienten mit der Wellenlänge, verglichen mit der aus dem Planckschen Gesetz folgenden, ist ein Maß für die Abweichungen der Sternstrahlung von grauer Strahlung (eine Abweichung zwischen schwarzer und grauer Strahlung macht sich in dem Gradienten ja nicht bemerkbar). Die Hauptschwierigkeiten, die sich der Bestimmung der Gradienten aus photographischen Aufnahmen der Sternspektra entgegenstellen, und deren ungenügende Überwindung nicht nur die zufälligen Unsicherheiten erhöht, sondern vor allem die Resultate systematisch verfälscht, sind kurz die folgenden:

1. Änderungen der Durchlässigkeit der Luft und des Bildzustandes (Luftunruhe). Beobachtet man ein und denselben Stern mehrfach während einer Nacht, so treten oft nicht unerhebliche Differenzen auf, die vor allem dann bedenklich sind, wenn sie eine deutliche Wellenlängenabhängigkeit zeigen. Bei den engen Wellenlängenbereichen, um die es sich hier handelt, wird diese Abhängigkeit in erster Näherung sich als eine Änderung des scheinbaren Gradienten ausdrücken. Gradienten eines Sternes gegen sich selbst — wenn wir zwei Beobachtungen des gleichen Sterns so behandeln, als ob sie verschiedenen Sternen angehörten — von $0{,}10^m$, entsprechend einer scheinbaren Temperaturänderung von 3,5% (bei $T = 5000^0$) bis 15% (bei $T = 20000^0$), sind keine Seltenheit. Es wirken hier in der Hauptsache zwei verschiedene Ursachen zusammen, die sich zum Teil gegenseitig ausgleichen können. Eine Zunahme der Durchlässigkeit der Atmosphäre im Violett erhöht die Violettintensität im Sternspektrum und damit scheinbar die Temperatur. Eine Zunahme der Luftunruhe verringert die schwachen Schwärzungen stärker als die starken. Da die kurzwelligen Teile der Spektra im allgemeinen die geringer geschwächten sind, wird dadurch eine Verringerung der scheinbaren Violettintensität, d. h. eine scheinbare Abnahme der Temperatur, hervorgerufen. Eine zahlenmäßige Festlegung beider Einflüsse durch irgendwelche Parallelbeobachtungen ist mit hinreichender Genauig-

keit nicht möglich. Die Beobachtungen der Sterne selbst müssen streng differentiell so angelegt werden, daß wenigstens alle linear mit der Zeit verlaufenden Änderungen automatisch eliminiert werden.

2. Unsicherheiten in der für die Reduktion der Beobachtungen notwendigen „Schwärzungskurve". Die Sternspektra haben senkrecht zur Dispersionsrichtung zunächst nur die durch die Beugung im Instrument gegebene Ausdehnung, die sich in den Tausendsteln eines Millimeters bewegt. Luftunruhe und kleine Abbildungsfehler des Objektivs bewirken Verbreiterungen auf etwa 0,05 mm. Der bequemen Meßbarkeit halber werden die Spektra gewöhnlich auf mechanischem Wege senkrecht zur Dispersionsrichtung verbreitert. Sehen wir zunächst von dieser zusätzlichen Verbreiterung ab, so wird das photographische Bild des Sternspektrums mit wachsender Intensität und Belichtungszeit dichter (die eigentliche „Schwärzung" nimmt zu) und breiter (die schwachen verbreiternden Wirkungen rücken über den Schwellenwert). Die Schwärzungsverteilung in Richtung quer zu einem „unverbreiterten" Spektrum hat daher die allgemeine Form einer Glockenkurve, deren Basis („natürliche Breite" des Spektrums) mit Intensität und Belichtungszeit wächst. Nimmt man die „Schwärzungsverteilung" solcher unverbreiterten Spektren mit einem Registrierphotometer auf, so wird die scheinbare „Schwärzungskurve" der Platte wesentlich von der Ausdehnung des Photometerspaltes senkrecht zur Registrierrichtung abhängen. Denn was wir hier kurz als „Schwärzung" bezeichnen, ist ja in Wirklichkeit die Ordinate auf der Registrierplatte, die eine Funktion der jeweiligen Integralhelligkeit im Photometerspalt ist.

Verbreitert man die Spektra auf mechanischem Wege, wobei man mit Rücksicht auf die damit verbundene Erhöhung der notwendigen Belichtungszeiten ein Minimum an Breite anstreben wird, so treten „Intermittenzeffekte" auf; außerdem aber erhalten die Spektra leicht Längsstreifen, wenn die Verbreiterung nicht vollkommen einwandfrei arbeitet. Es ist infolgedessen — immer im Hinblick auf die angestrebte Genauigkeit — nicht zulässig, die „Schwärzungskurve" abzuleiten aus Marken, die irgendwie im Laboratorium aufkopiert werden.

3. Die allgemeinen Eigenschaften der photographischen Platte. Es ist eine hinreichend bekannte Tatsache, daß

für exakte Messungen stets nur ein Schwärzungsintervall von maximal 1,5 verwertbar ist. Wählt man flache Gradation oder bleibt im Gebiete der Unterbelichtung, dann kann man zwar große Helligkeitsintervalle überbrücken, aber nur mit mäßiger Genauigkeit. Wird die Gradation gleich oder größer als 1, wie es sein muß, wenn die Hundertstel der Größenklasse überhaupt als bedeutsame Ziffern auftreten sollen, dann bleibt man auf einen Bereich von höchstens 3,5 Größenklassen beschränkt. Das bedeutet zunächst eine enge Begrenzung der Anzahl der Sterne, die direkt miteinander verglichen werden können, hinsichtlich Helligkeit und Spektraltypus. Zugleich aber bedingt es eine starke Einschränkung des Spektralbereichs, über den sich der einzelne Anschluß erstrecken kann; denn die Absolutempfindlichkeit der sensibilisierten Emulsionen nimmt nach langen Wellen hin so außerordentlich stark ab, daß man im allgemeinen mit derselben Belichtungszeit nicht gleichzeitig das Violett und Ultraviolett mit dem Gelb und Rot „normal" geschwärzt erhält. Der Effekt wird zwar teilweise ausgeglichen durch die mit der Abnahme der prismatischen Dispersion nach Rot hin verbundene Zunahme der pro Flächeneinheit auftreffenden Lichtmenge; aber dieser Gewinn ist nur scheinbar, da gleichzeitig die Anzahl der Meßpunkte pro Einheit in $1/\lambda$ kleiner wird. Zum mindesten bereitet die Reduktion der Gebiete der Empfindlichkeitsminima Schwierigkeiten (vgl. Abb. 1—3).

Als diese Schwierigkeiten in ihrem vollen Umfange bei der Durchführung des ursprünglich 135 Sterne umfassenden Beobachtungsprogramms am Triplet erkannt wurden, standen wir vor der Wahl, entweder unsere Ansprüche an die Genauigkeit der Endresultate herabzusetzen oder aber das Programm so zu beschneiden und die Beobachtungsmethode abzuändern, daß mit den vorhandenen instrumentellen und personellen Mitteln im Laufe von höchstens 2 Jahren ein Fundamentalsystem zu schaffen war, an das später von uns selbst oder anderen weitere Sterne angeschlossen werden können. Der erste Ausweg hätte den schon vorhandenen älteren Beobachtungsreihen eine weitere hinzugefügt, die kaum etwas zur Aufklärung der Widersprüche hätte beitragen können. So wurden denn aus dem Gesamtprogramm 30 Sterne ausgewählt, um damit einen ersten Ring um den Himmel zu legen.

Ein weiterer Schritt war der, daß außer dem von Anfang an

für das äußerste U. V. vorgesehene Quarzspektrographen[1]) noch ein Spiegelteleskop von ähnlichen Dimensionen wie das Triplet in den Dienst des Programms gestellt wurde, um das zu untersuchende Gebiet auch nach Rot hin auszudehnen. Auf diese Weise wurde erreicht, daß unsere Beobachtungen jetzt den Bereich von $\lambda = 0{,}32\,\mu$ bis $\lambda = 0{,}68\,\mu$ erfassen, wobei die Bereiche der drei Instrumente sich zwischen $\lambda = 0{,}38$ und $0{,}48$ teilweise überdecken und so eine Möglichkeit der gegenseitigen Kontrolle schaffen. Die Instrumente arbeiten in den brauchbaren Nächten möglichst gleichzeitig.

Jeder Stern (a) des Programms wird an durchschnittlich vier andere (b) angeschlossen, und jeder solche „Anschluß" besteht aus mindestens zwei symmetrischen Sätzen vom Typus a b b a bzw. b a a b. Alle Aufnahmen werden mit der Kombination Prisma + Gitter gemacht, damit jeder Stern gleichzeitig in zwei Intensitätsstufen aufgenommen wird und so die zur Reduktion nötige individuelle Schwärzungskurve selbst mitbestimmt. Einzelheiten des Aufnahme- und Reduktionsverfahrens mögen einer ausführlichen späteren Veröffentlichung vorbehalten bleiben. Hier seien in Ergänzung des früheren Berichtes zunächst noch zwei mit dem Zeißschen Registrierphotometer aufgenommene Kurven von Aufnahmen mit dem Spiegelteleskop wiedergegeben (Abb. 1 und 2).

Dann aber möge vor allem die Abb. 3 eine Vorstellung geben von dem Ineinandergreifen der drei Instrumente. Das mit einem Prisma von 50° ausgestattete U. V. Triplet erfaßt mit einer mittleren Dispersion von 30 Å pro mm den Bereich $0{,}35 < \lambda < 0{,}49$; auf Filmen, deren Krümmung genau der Farbkurve angepaßt ist. Der Spiegel, mit (12° + 8°) Prisma liefert auf panchromatischen Ilfordplatten Spektra, welche den ganzen Bereich $0{,}35 < \lambda < 0{,}68$ überdecken, deren Exposition aber so gewählt wird, daß der Teil $\lambda > 0{,}45$ günstig belichtet ist. Die Dispersion beträgt 66 Å bei $\lambda = 0{,}40$ und 285 Å bei $\lambda = 0{,}60$. Der Quarzspektograph ist justiert für den Teil jenseits der Balmergrenze und hat die sehr kleine Dispersion von etwa 180 Å pro mm bei $\lambda = 0{,}35$.

Die Abb. 3 ist in mehrfacher Hinsicht lehrreich. Man erkennt zunächst die völlige Übereinstimmung der Beobachtungen am Spie-

[1]) Der Quarzspektograph wurde nach Angaben des Herrn Meyermann aus Mitteln der Notgemeinschaft in der Werkstatt gebaut und konnte Mitte dieses Jahres endgültig in Betrieb genommen werden.

gel und am Triplet in dem beiden gemeinsamen Wellenlängenbereich. Die Beobachtungen mit dem Quarzspektrographen haben in dem Gebiet $\lambda > 0{,}40$ geringes Gewicht, da infolge der geringen Dispersion (sie beträgt dort nur etwa 300 Å pro mm) und der mangelhaften Bildkorrektion bei dem F-Stern das Kontinuum stark herabgedrückt wird durch die verschmierten Absorptionslinien. Von $\lambda = 0{,}40$ nach kürzeren Wellen decken sich die Beobachtungen mit dem Quarzspektrographen vollkommen mit denen am Spiegel und Triplet und setzen diese nach Ultraviolett fort.

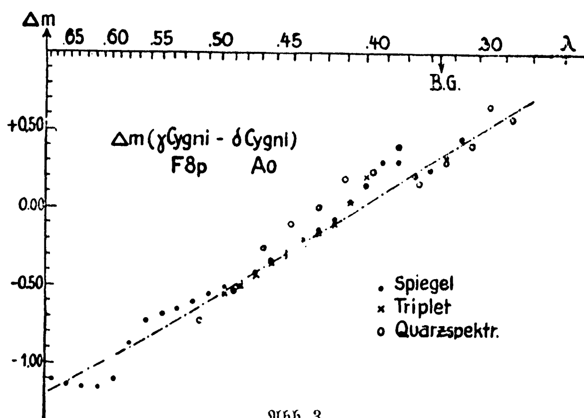


Abb. 3

Zeichnet man in die Abbildung noch die theoretische Kurve ein, die unter Annahme einer Temperatur von 6000° für γ Cygni die Beobachtungen am besten darstellt, und betrachtet vorerst nur den systematischen Verlauf der Beobachtungspunkte relativ zu dieser Kurve, so erkennt man: Die Intensitätsdifferenzen im kontinuierlichen Spektrum der beiden Sterne lassen sich mit einem mittleren Fehler von $\pm 0{,}05$ des einzelnen Meßpunktes darstellen durch die Farbtemperaturen 6000° für γ Cygni und 12600° für δ Cygni in dem ganzen Bereich von $\lambda = 0{,}68$ bis $\lambda = 0{,}33$. Die Abweichungen von der theoretischen Kurve, soweit sie nicht rein zufällige Schwankungen sind, lassen sich sehr einfach erklären. Die allen drei Instrumenten gemeinsame „Beule" zwischen $0{,}38 < \lambda < 0{,}41$

rührt im wesentlichen von den Flügeln der H- und K-Linie und der breiten Zyanabsorption bei dem F 8-Stern her. Daß der Quarzspektrograph zwischen $0{,}40 < \lambda < 0{,}46$ durchwegs kleinere Intensitäten für γ Cygni liefert als die beiden anderen Instrumente, wurde oben schon auf die unzureichende Dispersion in diesem Gebiete zurückgeführt. Die leichte Welle in den Spiegelbeobachtungen für die langen Wellen deutet noch Unvollkommenheiten in der Reduktion der Schwärzungen an: In den Gebieten der Empfindlichkeitsminima der panchromatischen Platten (bei $\lambda = 0{,}55$ und 0,65) ist die Gradation wesentlich steiler als in den übrigen Teilen, so daß die Minima selbst meist in den Gebieten der Unterbelichtung liegen, wenn das Spektrum sonst normal geschwärzt ist.

Man zieht noch eine weitere wichtige Schlußfolgerung aus dem Vergleich der drei Instrumente. Lägen nur die Beobachtungen am Triplet vor in dem Bereich $0{,}40 < \lambda < 0{,}50$, so wäre die Kurve ohne Zweifel etwas steiler gezogen worden, der relative Gradient hätte sich etwas größer ergeben als aus dem durch das Zusammenarbeiten der drei Instrumente ermittelten Gesamtverlauf, der deutlich zeigt, daß wir bereits bei $\lambda = 0{,}41$ in ein anomales Gebiet kommen. In der Tat ist das eine allgemeine Erfahrung, die wir bei den getrennt durchgeführten Reduktionen immer wieder machen: *die Temperaturskala wird scheinbar um so weiter* (die relativen Gradienten werden größer), *zu je kürzeren Wellen man übergeht.*

Damit fällt auch neues Licht auf die scheinbaren Widersprüche zwischen den älteren visuellen und photographischen Temperaturbestimmungen (Wilsing-Rosenberg): die visuelle Skala ist stets die engere, aber, wie wir jetzt sagen dürfen, der Wahrheit im allgemeinen etwas näher als die photographische. Für unsere beiden Sterne liegen folgende Bestimmungen bisher vor.

	Wilsing visuell	Sampson photogr.	Rosenberg photogr.	Hertzsprung komb.	Göttingen photogr.
Bereich .	0,45 — 0,65	0,40 — 0,65	0,40 — 0,[illegible]0	0,40 — 0,65	0,33 — 0,68
γ Cygni .	1,31 (6200°)	2,36 (6050°)	2,81 (5100°)	2,81 (5100°)	2,385 (6000°)
δ Cygni .	1,75 (8200°)	0,84 (17000)	—	1,68 (8500°)	1,135 (12600°)
Differenz	0,56	1,52	—	1,13	1,250

Man erkennt die großen Diskrepanzen der verschiedenen Beobachter und findet die oben gemachte Feststellung bestätigt: Die

visuellen Beobachtungen ergeben die engste, die photographischen die weiteste scheinbare Temperaturskala, Hertzsprungs Kombination visueller und photographischer Beobachtungen liegt in der Mitte, unsere Skala ist noch merklich enger als die Sampsons, entsprechend dem Umstand, daß sie den ganzen Bereich der photographischen und visuellen Beobachtungen einheitlich umfaßt. Aus den Abweichungen der beobachteten Werte von der theoretischen Kurve findet man, daß der relative Gradient aus den Spiegelspektren mit einem mittleren Fehler von ± 0,036, der aus den Tripletspektren (entsprechend dem kürzeren $1/\lambda$-Intervall) mit ±0,05 bestimmt wird. In dem Katalog, der die Beobachtungen aller drei Instrumente für die 30 Fundamentalsterne zusammenfassen wird, können wir mit einem m. F. der relativen Gradienten von ± 0,03 rechnen; d. h. die mittleren Sterntemperaturen (um 6000°) werden mit einer Genauigkeit von etwa 1 bis 2% bestimmt, bei den hohen Temperaturen (20000°) wird der Fehler kaum 5% übersteigen.

Dieses Beispiel möge zeigen, in welcher Richtung das Ziel unserer Bemühungen liegt: Durch das Zusammenarbeiten mehrerer Instrumente und Beobachter am gleichen Ort nach einheitlichem Plan für ein ausgewähltes System von Sternen die Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum über den ganzen erfaßbaren Bereich von Wellenlängen festzulegen.

Parallel mit der Durchführung der im Vorstehenden kurz skizzierten Aufgabe liefen die Vorbereitungen für den absoluten Anschluß ausgewählter Sterne an eine Laboratoriumslichtquelle bekannter spektraler Verteilung. Sie gipfelten in dem Bau eines Kollimators zur Erzeugung künstlicher Sternspektra. Dieser Kollimator soll uns zugleich bei der künftigen Beobachtung eines größeren Programms der Notwendigkeit entheben, alle Sterne mit Gitter aufzunehmen, womit ja stets eine starke Verlängerung der Belichtungszeit (auf das Fünf- bis Zehnfache) verbunden ist.

Die Abb. 4 gibt eine Übersicht über die gesamte Anlage. Wie man sieht, ergänzt der Kollimator die Prismenkamera zu einem vollständigen Spektralapparat. Künstliche und natürliche Sterne können unmittelbar nacheinander mit dem gleichen Instrument auf dem gleichen Film, d. h. also unter möglichst gleichen Bedingungen, aufgenommen werden. Der einzige Unterschied, der noch

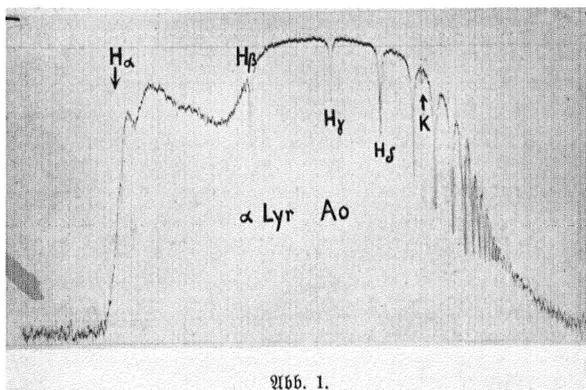


Abb. 1.

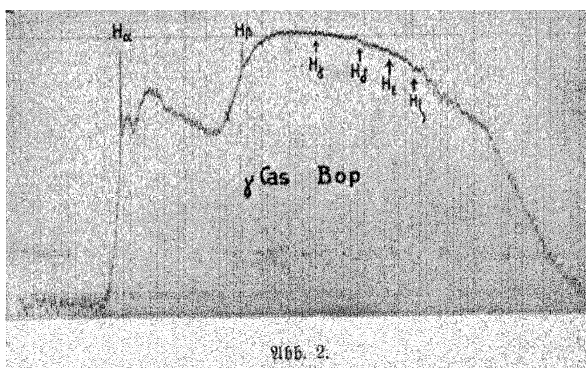


Abb. 2.

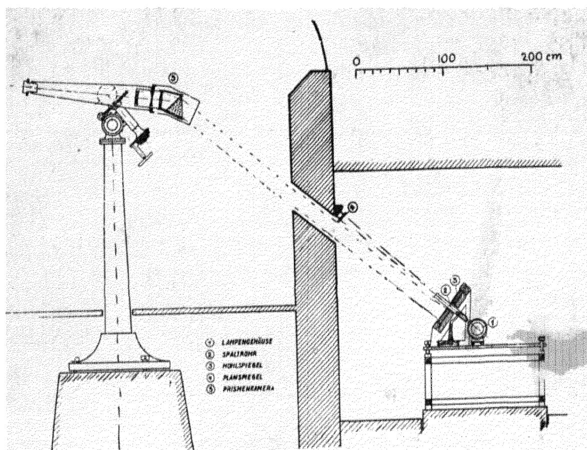


Abb. 4
Anordnung zur Erzeugung künstlicher Sternspektra

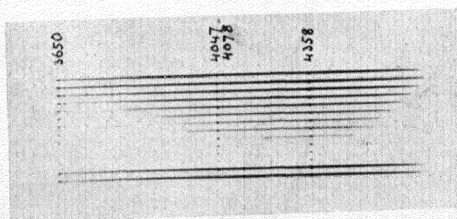


Abb. 5
Aufnahmen der Spektra der künstlichen Sterne

zwischen den künstlichen und den natürlichen Sternen besteht, ist der, daß das Licht der natürlichen Sterne die gesamte Erdatmosphäre zu durchlaufen hat, und daß daher der Einfluß der Extinktion gesondert durch Sternbeobachtungen ermittelt werden muß, wenn absolute Vergleiche angestellt werden sollen.

Die Bedingung, völlig sternartige künstliche Spektra zu erzeugen, bei denen der Zusammenhang zwischen Intensität und Schwärzung der gleiche ist wie bei den Sternspektren, ist nicht leicht zu erfüllen; vor allem wenn man gleichzeitig eine ganze Reihe von künstlichen Sternen aufnehmen will, deren Intensitäten in bekannter Weise abgestuft sind. Nach verschiedenen Versuchen gelangten wir schließlich zu der folgenden befriedigenden Lösung:

Als Lichtquelle dient eine Wolfram-Bandlampe. Der doppelwandige Lampenkasten (1 in Abb. 4) hat alle Justiervorrichtungen, die nötig sind, um die Ebene des Lampenbandes senkrecht zur optischen Achse der gesamten Anordnung und einen beliebigen Punkt des Bandes in die optische Achse selbst zu bringen. Ein Linsensystem in dem Spaltrohr (2) bildet das Band auf ein Diaphragma am oberen Ende des Spaltrohres ab. Dieses Diaphragma besteht aus einem Stufenkeil aus kathodenzerstäubtem Platin, über den eine Kupferfolie mit 14 gleich großen kreisförmigen Öffnungen von 0,028 mm Durchmesser gedeckt ist; so zwar, daß das Licht durch die beiden äußersten Löcher auf beiden Seiten ungehindert durchgehen kann, während es vor den mittleren 10 Löchern Platinschichten von verschiedener Dicke durchlaufen muß und dadurch in Stufen von je 0,4 Größenklassen abgeschwächt wird. Diese besondere Spaltplatte befindet sich in der Brennebene des aus dem Parabolspiegel (3) und dem Planspiegel (4) bestehenden optischen Systems, das das Licht von den 14 Sternen parallel macht und durch eine Öffnung in der Mauer des Kuppelraumes auf das Prisma der Prismenkamera wirft. Da das Brennweitenverhältnis von Kamera zu Kollimator 1 : 2 ist, werden die Bilder der künstlichen Sterne noch verkleinert, so daß Spektra von nahe der gleichen Breite entstehen wie die der natürlichen Sterne.

Um die Intensitätsverteilung im Spektrum der von der Wolfram-Bandlampe erzeugten Sterne, deren Farbtemperatur etwa 2500° beträgt, der Intensitätsverteilung der wirklichen Sternspektra (mittlere Farbtemperatur etwa 6000°) möglichst anzuglei-

chen, ist außerdem in den Strahlengang vor der Lampe noch ein Blau-Uviol-Filter passender Absorption eingeschaltet. Schließlich wird noch durch ein seitliches Ansatzrohr das Licht einer Quecksilberlampe eingeführt zur Festlegung der Wellenlängen im Spektrum. So entstehen schließlich Spektra der Art, wie sie die Abb. 5 in etwa 2facher Vergrößerung zeigt. Sie entsprechen in ihrem Aussehen ganz den Sternspektren und ermöglichen für jeden Film die Ableitung der Schwärzungskurve für alle Wellenlängen und die unmittelbare Einschaltung der natürlichen Sterne in die aus den Laboratoriumsuntersuchungen genau bekannte Stufenreihe der künstlichen.

Es wäre verfrüht, jetzt schon ein abschließendes Urteil über die Leistungsfähigkeit dieser Kollimatoranordnung abzugeben. Aber wir können doch den in den letzten Monaten vorgenommenen Prüfungen schon so viel entnehmen, daß wir die wichtigste Frage positiv beantworten dürfen: werden die nach der Gittermethode aufgenommenen Sternspektra mit der aus den gleichzeitig aufgenommenen künstlichen Sternen abgeleiteten Schwärzungskurve reduziert, dann erhält man aus den Differenzen Zentralbild — Seitenbild den richtigen Wert der Gitterkonstante von 1,00. So dürfen wir zuversichtlich hoffen, daß wir mit der Gesamtheit der hier getroffenen Einrichtungen Möglichkeiten geschaffen haben, um an einer heute ganz besonders wichtigen Stelle die Grenze ein klein wenig hinauszuschieben in das Gebiet des bisher noch nicht genügend Bekannten oder Gesicherten. Mit dieser Hoffnung verbindet sich der Dank an die Notgemeinschaft, die die auf weite Sicht angelegten Versuche in der entgegenkommendsten Weise gefördert hat und ohne deren Hilfe wir wohl kaum in der Lage gewesen wären, die Aufgabe überhaupt anzugreifen.

Über einige astronomische Arbeiten

Von Dr. C. Hoffmeister, Sonneberg

Der nachstehende Bericht befaßt sich mit zwei einander völlig fremden Gebieten der Astronomie, die nur durch die aus der Überschrift erkennbare äußere Beziehung miteinander verknüpft erscheinen. Der Gegenstand des ersten Gebietes gehört dem astronomischen Mikrokosmos an. Es sind die Sternschnuppen, die nächst dem „kosmischen Staub" kleinsten Weltkörper, deren Erforschung einst durch Schiaparelli und seine Zeitgenossen zu hoher Blüte gebracht, in den dann folgenden Jahrzehnten aber zu Unrecht stark vernachlässigt worden ist. Die Schuld daran trug sicher zum Teil der Umstand, daß man glaubte, die Frage nach der kosmischen Stellung der Sternschnuppen sei endgültig und in zufriedenstellender Weise geklärt. Daß diese Meinung irrtümlich ist, wird man aus den folgenden Zeilen bald erkennen können. — Die zweite Arbeit gehört dem Gebiete der veränderlichen Sterne und damit der modernsten Richtung der Astrophysik an. Diese Arbeit ist durchaus mit den von der Notgemeinschaft zur Verfügung gestellten instrumentellen Hilfsmitteln ausgeführt. Aber auch die erste fast ganz theoretische und rechnerische Untersuchung konnte nur auf einem Boden gedeihen, der durch das Zusammenwirken mehrerer Kräfte vorbereitet worden ist, und unter diesen Kräften steht die Notgemeinschaft mit in vorderster Reihe. Ihr gebührt mein zweifacher Dank. — Ich glaube überdies, daß auch die Erforschung der Sternschnuppen in gewissem Sinne modern ist. Ich brauche nur an die Arbeiten von Wolf und von Hagen über interstellare Dunkelwolken zu erinnern, um Beziehungen anzudeuten, deren Entschleierung einer vielleicht nahen Zukunft vorbehalten bleibt.

Über das System der Meteore. Hauptzweck der folgenden Ausführungen ist es, Rechenschaft abzulegen über Verlauf und Ergebnisse einer ziemlich langwierigen und noch nicht ganz vollendeten Untersuchung. Im Zusammenhang mit früheren Arbeiten waren mir starke Zweifel gekommen, ob die Aufteilung der Sternschnuppen in

Ströme und damit die Aufstellung von Verzeichnissen ihrer Strahlungspunkte in der bisher geübten Allgemeinheit berechtigt ist. Diese Zweifel berührten eine grundsätzliche Frage der Meteorforschung, sowohl hinsichtlich der praktischen Arbeit und des unmittelbaren Zieles der Beobachtung, als auch bezüglich unserer Ansichten über die räumliche Anordnungen der Meteore und ihre Bewegungen, kurz über den Bau ihres Systems, wobei ich dieses Wort im selben Sinne verstehe, in dem man vom Planeten- und Fixsternsystem spricht. Unter anderem sei daran erinnert, daß es durch mehrere Jahrzehnte als eine Hauptaufgabe der Sternschnuppenforschung galt, die Strahlungspunkte (Radianten) der Ströme in möglicher Vollständigkeit zu ermitteln, und daß gegenwärtig noch eine Anzahl von Beobachtern in derselben Richtung arbeitet, ohne zu beachten, daß der Lehre von der Vielheit der Sternschnuppenströme inzwischen ein großer Teil ihrer theoretischen Voraussetzungen entzogen worden ist, die Zulässigkeit jener Lehre also zumindest von neuem wahrscheinlich gemacht werden müßte. Ehe ich aber auf diesen Kernpunkt der Angelegenheit eingehe, muß ich in einem Rückblick zeigen, inwiefern man überhaupt berechtigt ist, ein selbständiges „System der Meteore" anzunehmen.

Schon bald nachdem etwa zu Beginn des vorigen Jahrhunderts die unter dem Begriff der Meteore zusammengefaßten Sternschnuppen und Feuerkugeln als kosmische Erscheinungen erkannt waren, setzten die Bemühungen ein, ihre Stellung im Weltall zu ergründen. Wertvolle Vorarbeit leisteten Heis, Greg, Schmidt und A. S. Herschel durch ihre Beobachtungen und die daran geknüpften Bestimmungen der Strahlungspunkte periodischer Meteorströme, Erman und H. A. Newton durch ihre Untersuchungen über die Bahnen dieser Ströme. Die Erkenntnis, daß solche Ströme existierten, gewann man schon frühzeitig durch den Schluß von dem perspektivischen Auseinanderstreben der August- und November-Sternschnuppen auf parallele Bewegung der die Erscheinung veranlassenden kleinen Weltkörper, und von dieser Erkenntnis gingen dann auch die ersten großen Entdeckungen aus. Bekannt ist, daß zuerst Schiaparelli die Beziehung zwischen den August-Perseiden und dem Kometen 1862 III auffand, daß dann bald auch der große Strom der November-Leoniden mit dem Kometen 1866 I und der gleichfalls im November von der Andromeda ausstrahlende Strom mit dem Bielaschen Kometen in Zusammenhang gebracht wurden. Für den Lyridenstrom ergab sich

die Wahrscheinlichkeit einer Beziehung zum Kometen 1861 I. Diese letzten beiden Entdeckungen verdankt man E. Weiß in Wien, der als erster eine Reihe von 28 der Erde nahekommenden Kometenbahnen im Hinblick auf ihren Zusammenhang mit Sternschnuppenströmen untersuchte, aber außer den beiden Fällen keinen weiteren fand. Es ist nun sehr lehrreich zu sehen, wie man in der Folgezeit, auf diesen Entdeckungen fußend, die Ansicht von der Einordnung nahezu aller Sternschnuppen in kometarische Ströme verallgemeinerte, trotzdem außer den erwähnten gut gesicherten Fällen zunächst kaum noch weitere Beispiele von einigem Gewicht aufgefunden werden konnten. Freilich ist jenes leicht zu verstehen, denn die Verallgemeinerung lag sehr nahe, und es ließ sich kein entscheidender Grund gegen sie anführen. So beherrschte dieser Gedanke die gesamte Sternschnuppenforschung der nächsten Jahrzehnte und ist auch jetzt noch nicht ganz überwunden.

Bedenken gegen die soeben erwähnte Auffassung folgten aus der Tatsache, daß es nicht gelang, die großen Meteore in das System der kometarischen Sternschnuppen einzuordnen, denn bei ihnen ergaben sich als kosmische Bahnen fast stets Hyperbeln, die den Ursprung der Körper aus dem Sonnensystem hinaus in den interstellaren Raum verwiesen. Zur Wahl standen also die beiden Hypothesen, daß entweder große und kleine Meteore hinsichtlich ihrer kosmischen Stellung grundsätzlich verschieden sind oder daß es neben den kometarischen Sternschnuppen auch interstellare, den großen Meteoren wesensgleiche gibt. Die logisch mögliche dritte Annahme, daß die Sternschnuppen in ihrer Gesamtheit interstellar sind, scheidet aus, weil die oben angeführten Fälle kometarischer Herkunft einzelner Ströme als gut gesichert gelten dürfen. Man geht wohl nicht fehl, wenn man die erste Hypothese als die lange Zeit hindurch anerkannte Lehrmeinung bezeichnet. Einer der besten Kenner des Gebiets, Gustav von Niessl in Wien († 1919), hat aber schon sehr frühzeitig die Ansicht vertreten, daß es neben den kometarischen Sternschnuppen auch ausgedehnte interstellare Ströme gibt, deren Körper sowohl als gewöhnliche Sternschnuppen aller Größen als auch als helle Feuerkugeln in Erscheinung treten, und er hat in mindestens zwei Fällen gezeigt, daß man Gruppen von Sternschnuppenradianten auf Grund ihrer zeitlichen Verschiebung sehr wohl mit Strömen interstellarer großer Meteore in Zusammenhang bringen kann. Indessen handelte es sich dabei um Einzelfälle, wobei eine Verallgemeinerung zunächst noch viel weniger

zulässig schien als bei den kometarischen Strömen. Immerhin war damit die Doppelnatur des Sternschnuppenphänomens eigentlich schon sehr wahrscheinlich gemacht. Daß diese Auffassung kaum beachtet wurde, lag in der Hauptsache daran, daß einige beweiskräftige Untersuchungen von Niessls erst im Jahre 1925 aus dem handschriftlichen Nachlaß veröffentlicht werden konnten.

Da ich im Besitze eines ziemlich großen und homogenen eigenen Beobachtungsmateriales war, schien mir die Möglichkeit gegeben, eine Klärung dieser Fragen herbeizuführen. Es muß hier bemerkt werden, daß direkte Methoden zur Bestimmung der heliozentrischen Geschwindigkeit der Sternschnuppen und damit der Exzentrizitäten ihrer kosmischen Bahnen fast vollkommen versagen wegen der großen zufälligen und noch größeren systematischen Fehler, mit denen die Beobachtungen behaftet sind. Also war ein indirektes Verfahren anzuwenden, und ich wählte das schon von Schiaparelli benutzte. Der Grundgedanke ist, daß die Gestalt der Kurve der täglichen Variation, insbesondere das Maß ihrer Steigung, von der heliozentrischen Geschwindigkeit der Meteore abhängt, und daß man umgekehrt aus dem Steigungsmaß der Kurven die Geschwindigkeit bestimmen kann. Schiaparelli fand auf diese Weise als mittlere heliozentrische Geschwindigkeit den Wert 1.45 in Einheiten der Kreisbahngeschwindigkeit im Abstand 1 von der Sonne und schloß aus der nahen Übereinstimmung dieses Betrages mit dem der parabolischen Bewegung entsprechenden Wert 1.414 eben auf jene Beziehung zu den Kometen. Mir schien zunächst erforderlich, das Verfahren in einigen Punkten zu verbessern. Vor allem bearbeitete ich die Theorie der täglichen Variation neu, wobei ich nicht, wie es bis dahin meist geschehen war, die mittlere Ortszeit, sondern die Zenitdistanz des Zielpunkts der Erdbewegung als Argument einführte. Das ganze Beobachtungsmaterial wurde in vier Gruppen eingeteilt, aus deren jeder die Kurve der täglichen Variation berechnet werden konnte. Ein Ausgleichungsverfahren ergab unter Benutzung aller so gefundenen Kurvenpunkte, deren jedem eine Bedingungsgleichung zugeordnet wurde, den der ganzen Kurve am besten entsprechenden Wert der heliozentrischen Geschwindigkeit c. Als Mittelwert der vier Ausgleichungen wurde schließlich gefunden

$$c = 2.398 \pm 0.173 \text{ m. F.},$$

womit gezeigt war, daß die mittlere Geschwindigkeit der Sternschnuppen beträchtlich größer ist als der der Parabel entsprechende

Wert 1.414. Zwei Bemerkungen sind noch hinzuzufügen: erstens, daß die Beobachtungen der sicher oder wahrscheinlich kometarischen Ströme, nämlich der Lyriden, Perseiden und Dezember-Geminiden, ausgeschlossen waren, zweitens, daß der mittlere Fehler nur ein Rechnungsergebnis ist und eine zu hohe Genauigkeit vortäuscht. Immerhin wird man sagen können, daß der richtige Wert bestimmt zwischen 2 und 3 liegt, und da ist es sicher keine zufällige Übereinstimmung, daß von Niessl für die großen Meteore auf völlig unabhängigem Wege den wegen des Luftwiderstands wahrscheinlich etwas zu kleinen Wert 2.0 gefunden hat und für den interstellaren Scorpius-Strom, ebenfalls wieder unabhängig aus der Radiantenverschiebung hergeleitet, den Wert 2.243 annimmt. — Die Bearbeitung zweier älterer Reihen von Sternschnuppenzählungen führt zu ähnlichen Beträgen; ich erhielt nämlich $c = 2.426 \pm 0.165$ aus der Reihe von Coulvier-Gravier und $c = 2.276 \pm 0.146$ aus der Reihe von Schmidt.

Mein Resultat bedeutet also, daß, wenn man von den großen kometarischen Strömen absieht, die überwiegende Mehrzahl der Sternschnuppen interstellarer Herkunft und damit grundsätzlich wesensgleich mit den großen Meteoren ist. Das ist das wichtigste Ergebnis meiner im Jahre 1922 erschienenen Arbeit zu diesem Gegenstand. Es handelte sich also nicht um den Nachweis interstellarer Sternschnuppen an sich, sondern darum, daß ihr bedeutendes Ü b e r w i e g e n gegenüber den kometarischen Meteoren gezeigt werden konnte.

Die Veröffentlichung hatte eine Diskussion zur Folge, die im allgemeinen dem Ergebnis günstig verlief. Fessenkoff und Scigolev (Moskau) untersuchten, ob eine Beziehung der Gesamtheit der Sternschnuppen zu den periodischen Kometen anzunehmen sei und bedienten sich dabei der Verteilung der scheinbaren Radianten. Das Ergebnis war negativ, und die Verfasser sprechen sich für die Annahme der hyperbolischen Geschwindigkeit aus. Hepperger (Wien) wiederholte einige Rechnungen mit kleinen Verbesserungen der Theorie der täglichen Variation und erlangte, wie zu erwarten war, fast dieselben Zahlen wie ich. Ebenfalls zustimmend äußerte sich Olivier (University of Virginia). Öpik (Dorpat) machte Einwendungen physikalischer Art gegen die Zählungen der Sternschnuppen, indem er darauf hinwies, daß man nicht Massen, sondern Helligkeiten beobachtete und diese außer von der Masse auch sehr stark von der Geschwindigkeit abhingen. In meiner 1924 erschienenen zweiten Arbeit, die in der

Hauptsache den Entwurf einer physikalischen Theorie der Sternschnuppen enthält, glaube ich gezeigt zu haben, daß dieser Einwand nicht zu Recht besteht, oder daß mindestens der angenommene Effekt zu gering ist, um die Resultate wesentlich entstellen zu können.

Im übrigen diente meine zweite Arbeit der Sicherung meines früheren Ergebnisses. Auf zwei von der früher angewandten Methode und voneinander unabhängige Arten ergab sich nämlich für die „nicht als kometarisch bekannten" Sternschnuppen eine höhere mittlere heliozentrische Geschwindigkeit als für die „wahrscheinlich kometarischen". Zuerst wurde dieser Nachweis auf Grund der von Denning veröffentlichten Bahnberechnungen aus den direkten Bestimmungen der Geschwindigkeiten geführt, wobei vor allem die systematischen Fehler nach Möglichkeit ausgeschaltet werden mußten. Die zweite Methode ist eigenartig insofern, als sie sich nur auf die Endhöhen der Meteore stützt und sich der Tatsache bedient, daß bei gleicher Masse und Bahnneigung die Endhöhe mit der Geschwindigkeit zunimmt. Auf Grund der oben erwähnten physikalischen Betrachtungen wurde eine quantitative Verwertung dieser Beziehung möglich, die die größere mittlere Geschwindigkeit der nicht als kometarisch bekannten Meteore einwandfrei bestätigte.

Nach allen diesen Erfahrungen glaube ich sagen zu können: Es ist kaum noch daran zu zweifeln, daß die weitaus meisten Sternschnuppen gleich den großen Meteoren interstellarer Herkunft sind, und daß die in ihrer Mehrzahl wegen der Planetenstörungen sehr instabilen kometarischen Ströme demgegenüber völlig zurücktreten, sofern man von den bekannten „großen Strömen" absieht. Die damit behauptete Zweiteilung des Sternschnuppenphänomens in eine schwache kometarische und eine starke interstellare Komponente ist gewiß merkwürdig, aber von Anfang an keineswegs unwahrscheinlich. Man kann nämlich nicht gut annehmen, daß die Masse der interstellaren Meteore eine ziemlich hochliegende untere Grenze besitzt, derart, daß solche Körper immer nur als große Feuerkugeln in Erscheinung treten. Viel wahrscheinlicher ist es, daß auch hierbei die kleinen Massen der Zahl nach überwiegen. Sofern man also an der kometarischen Herkunft der großen Ströme festhält, erscheint jetzt die zuerst befremdliche Zweiteilung als der zu erwartende Zustand!

Unsere gegenwärtigen Kenntnisse über die kosmische Stellung der Meteore sind damit in großen Zügen umrissen. Man erkennt, daß es

in der Tat sehr wahrscheinlich gestattet ist, ein selbständiges System kleiner Körper anzunehmen, das vom Sonnensystem vollkommen unabhängig ist und dessen Beziehungen zum Fixsternsystem noch völlig unbekannt sind. Es obliegt mir nun, auf die eingangs erwähnte Untersuchung zurückzukommen, wobei zugleich einige Ausblicke auf die weitere Entwicklung des meteorischen Zweiges der Astronomie fallen werden.

Wie bekannt, ist das einzige der Beobachtung unmittelbar zugängliche Erkennungszeichen eines Meteorstromes die Radiation, die Ausstrahlung der Meteore von einem Punkte oder kleinen Gebiete des Himmels, und zwar gilt dies für kometarische und interstellare Ströme in derselben Weise. Ein geringfügiger Unterschied besteht nur darin, daß die zuerst von Denning bei den Perseiden erkannte zeitliche Verschiebung des Radianten für hyperbolische Bahnen im allgemeinen kleiner ist als für parabolische und elliptische. Es war also selbstverständlich, daß man in der Aufsuchung der Radianten die wichtigste Aufgabe der Beobachtung sah, nachdem die Ansicht von der allgemeinen kometarischen Herkunft der Sternschnuppen angenommen war, denn diese Ansicht bedeutete ja doch, daß man sich das ganze Phänomen in eine große Anzahl von Strömen aufgeteilt dachte. Wenn man dabei auch noch „sporadische Meteore" zuließ, d. h. solche, die man mit keinem Radianten in Verbindung bringen konnte, so stand doch im Hintergrund der Gedanke, daß auch diese Meteore periodisch auftretenden Strömen angehören. Nur seien diese zu schwach besetzt, als daß man sie auf die gebräuchliche Art nachweisen könnte.

Voraussetzung dafür, daß überhaupt eine Radiation zustandekommt, ist also die Existenz eines Stromes oder Schwarmes, einer Gruppe meteorischer Körper, die sich parallel und mit derselben Geschwindigkeit durch den Raum bewegen. Wie man sieht, steht die Lehre von der Vielheit der Radiationen durchaus auf dem Boden der kometarischen Theorie der Sternschnuppen. Nachdem diese für den größten Teil der Sternschnuppen als unzulässig erwiesen ist, gibt es also eigentlich keinen Grund mehr, Radiationen anzunehmen.

Nun kann man einwenden, daß ja, insbesondere durch die Arbeiten Dennings, auch abgesehen von den großen kometarischen Strömen, die Existenz von Hunderten jährlich wiederkehrenden Radiationen erwiesen sei, und daß also zwei Hypothesen zur Diskussion ständen: entweder sei das Phänomen eben doch in seiner großen Masse kome-

tarischen Ursprungs oder die interstellaren Meteore seien ebenso wie die kometarischen in Ströme aufgeteilt. Jedoch wird sich zeigen, daß beide Hypothesen auf einer sehr unsicheren Grundlage stehen.

Es ist nämlich vorerst die Frage zu prüfen, ob das Bestehen so zahlreicher Radiationen überhaupt als erwiesen gelten darf, und dazu muß das Verfahren betrachtet werden, das zur Bestimmung der Radianten angewandt wird. Es kommen dafür zwei Methoden in Betracht. Die eine führt zur Kenntnis des Radianten auf dem Wege der Bahnbestimmung eines einzelnen Meteors, scheidet hier aber fast ganz aus, da erstens solche Fälle nur in relativ geringer Anzahl zu Gebote stehen, zweitens die Genauigkeit im allgemeinen bei Sternschnuppen nicht groß ist und drittens bei korrespondierenden Beobachtungen aus zwei oder mehr Orten die hellen und die langsamen Sternschnuppen so stark bevorzugt werden, daß die Beobachtungen kein richtiges Bild des Gesamtphänomens ergeben. Nach der zweiten Methode zeichnet man die am Himmel wahrgenommenen scheinbaren Bahnen in eine Sternkarte ein und bestimmt nachträglich durch Rückwärtsverlängerung der Bahnen die Konvergenzfelder, entweder direkt aus der Karte in gnomonischer Projektion oder nach Übertragung in ein gnomonisches Netz, wobei vielfach die Aufzeichnungen verschiedener Tage und verschiedener Beobachter vereinigt werden. Das erste Verfahren hat einen großen Vorteil: man weiß nämlich bestimmt, das der gefundene Punkt wirklich der Radiant eines Meteors, nicht aber auch schon eines Stromes, ist. Diese Gewißheit fehlt beim zweiten Verfahren, denn das Zusammenlaufen einiger Bahnverlängerungen nach einem kleinen Felde des Himmels kann auch zufälliger Art sein. Man hat also immer nur eine je nach der Zahl der Meteore und den sonstigen Umständen mehr oder minder große Wahrscheinlichkeit, einen Radianten gefunden zu haben, und es versteht sich von selbst, daß in einem Verzeichnis derart bestimmter Radianten stets eine Anzahl Örter unterläuft, die nicht wirklichen Radianten angehören. Leider ist man in dieser Beziehung manchmal recht unkritisch verfahren. Aber es gibt auch keine Möglichkeit, sich gegen derartige Irrtümer zu schützen. Wenn man die Annahme eines Radianten davon abhängig macht, daß an einem benachbarten Tage desselben oder eines anderen Jahres abermals eine Anzahl Bahnverlängerungen nach dem gefundenen Punkt zusammenlaufen, wird man dadurch zwar die Wahrscheinlichkeit von Irrtümern vermindern, solche aber keineswegs ganz ausschließen. Auf der anderen Seite läuft

man Gefahr, wirkliche Ströme zu übergehen, denn kometarische Ströme haben häufig sehr spitze Intensitätsmaxima, ihre Bahnen sind instabil, und ihre Materie ist ungleichmäßig über die Bahn verteilt. Zieht man noch die Zufälligkeiten in der Verteilung der Beobachtungen in Betracht, so erscheint es ungewiß, ob man innerhalb angemessener Zeit eine Bestätigung für einen gefundenen wirklichen Radianten erwarten kann. Vermehrt man andererseits das Beobachtungsmaterial in hinreichendem Maße, so wird man schließlich für jeden beliebigen Ort eine vermeintliche Bestätigung finden können. Daraus mag ersehen werden, wie außerordentlich schwierig es ist, ein auch nur einigermaßen zuverlässiges Radiantenverzeichnis aus den Beobachtungen abzuleiten.

Ein weiterer Punkt kommt hinzu: Die älteren Bearbeiter von Meteorbeobachtungen haben vielfach auf die Radiantenverschiebung nicht genügend Rücksicht genommen und haben Beobachtungen vereinigt, die um zwei Wochen oder noch länger auseinander lagen. Inzwischen kann sich ein Radiant um 10° bewegt haben, und das Ergebnis ist dann vielleicht ein Spiel des Zufalls, mindestens aber kein genauer Ort. Auch der Denningsche Katalog, die größte Sammlung von Radiantenörtern, leidet stellenweise an diesem Mangel. Demgegenüber hat schon 1912 Olivier gefordert, man solle zur Ableitung von Radianten nur Beobachtungen e i n e r Nacht verwenden. Er verfällt also in das entgegengesetzte Extrem, was immerhin viel besser ist als das andere Verfahren. Olivier hat seitdem eine größere Anzahl derart bestimmter Radiantenörter veröffentlicht und überdies die zugehörigen parabolischen Bahnen berechnet, womit er wohl behaupten will, daß seine Örter wirkliche Radianten seien.

Ich selbst habe ebenfalls bereits im Jahre 1912 damit begonnen, aus den mir zugänglichen Beobachtungen ein neues Radiantenverzeichnis abzuleiten. Zu Gebote standen mir schließlich meine eigenen zahlreichen Beobachtungen aus den Jahren 1909 bis 1915, ferner eine Sammlung von Aufzeichnungen anderer Beobachter aus demselben Zeitabschnitt, eine Anzahl eigener Beobachtungen aus den Jahren 1919 bis 1925 und eine schöne Reihe des Herrn W. Heybrock in Frankfurt a. M. Mein Verfahren stand zwischen denjenigen von Denning und Olivier: die Beobachtungen, die zu einer Gruppe vereinigt wurden, lagen stets innerhalb von fünf aufeinanderfolgenden Tagen. Damit sollte die Möglichkeit geschaffen werden, auch schwächere Ströme zu erkennen, während die Radiantenverschiebung in den

meisten Fällen die Örter nicht erheblich zu entstellen vermag. Wo es irgend anging, wurden die zeitlichen Grenzen enger gezogen. Für einen erheblichen Teil ist sogar Oliviers Forderung erfüllt. Nun ist ja bei der Aufsuchung der Radianten eine gewisse Willkür nie ganz zu vermeiden. Ich habe aber versucht, sie nach Möglichkeit auszuschalten, indem ich für die Annahme eines Radianten eine feste Regel aufstellte: Ein Radiant sollte durch mindestens fünf Bahnverlängerungen belegt sein, deren keine um mehr als 3° von der Mitte des Konvergenzfeldes entfernt vorüberlief. Besondere Beachtung war den kurzen langsamen Meteoren zu schenken, von denen zu erwarten war, daß ihr Aufleuchten in unmittelbarer Nähe des Radianten stattgefunden hatte. Die Anzahl der zu einer Gruppe vereinigten Meteorbahnen betrug in der Regel 30—80, doch wurde diese Zahl nicht selten über- oder unterschritten. Bei sehr reichen Gruppen wurde natürlich auch die zu einem Radianten gehörende Mindestzahl der Bahnen erhöht. Keine Rücksicht wurde darauf genommen, daß häufig eine Bahnverlängerung durch mehrere Konvergenzfelder ging, weil dies zu groben Willkürlichkeiten in der Auswahl der Felder geführt haben würde. So entstand ein Verzeichnis von ungefähr 5000 Örtern, das nun die Grundlage einer Diskussion der ganzen Radiantenfrage bildet.

Weit entfernt bin ich davon, zu behaupten, daß dieses Verzeichnis ein neuer Radiantenkatalog sei. Ich nenne es ein Verzeichnis von *Konvergenzpunkten*, und ob sich daraus ein Radiantenkatalog gewinnen lassen wird, ist eine zur Zeit noch offene Frage.

Ich erwähnte oben, daß der alten Ansicht über die Aufteilung der Meteore in Ströme jetzt die Grundlage entzogen ist, und wenn es zweifellos auch interstellare Sternschnuppenströme gibt, so ist es doch sehr zweifelhaft, wenn nicht gar unwahrscheinlich, daß eine solche Struktur die Regel ist. Ich glaube sagen zu dürfen, daß die Radiantenverzeichnisse in dieser Hinsicht *gar nichts beweisen*. Man hat ja nicht die Möglichkeit, abzuschätzen, inwieweit bei ihrer Entstehung der Zufall mitgewirkt hat, wie viele der angeführten Örter also nicht wirklichen Stromradianten angehören. Unter diesen Umständen schien es mir vorteilhaft, der weiteren Untersuchung eine Arbeitshypothese zugrunde zu legen, die von der bisherigen Auffassung völlig abweicht: *es gibt*, wenn man von der beschränkten Anzahl kometarischer Ströme absieht, *gar keine Stromradianten*, die Meteore bewegen sich vielmehr regellos.

Die Hypothese ist sicher nicht vollkommen richtig, denn man kennt ja schon einige interstellare Ströme. Es war aber zu prüfen, ob sie der Wahrheit nicht doch näher käme als die alte Stromhypothese. Man kann nämlich der Meinung sein, daß, wenn man etwa 50 000 rein vom Zufall über die Sphäre verteilte Meteorbahnen nach den oben erwähnten Regeln bearbeitet, etwas Ähnliches zustandekommt, wie der Denningsche Katalog, wieder unter Ausscheidung der wenigen sicher nachgewiesenen Radiationen. Denning selbst äußerte ja die Ansicht, daß anscheinend in jeder Nacht mindestens hundert zum Teil sehr schwache Radianten tätig seien. Der Eindruck, den er hatte, ist also doch der der regellosen Bewegung, und er versuchte, diesen Eindruck mit der Stromhypothese in Übereinstimmung zu bringen.

Der etwas umständlichen Prüfung liegt folgender Plan zugrunde: Bearbeitet man eine Gruppe vom Zufall, also regellos, verteilter Großkreisbogen in der bekannten Weise, so wird man eine Anzahl zufälliger Konvergenzstellen finden, die bei wirklichen Meteorbahnen nach den oben aufgestellten Regeln für Radianten gehalten werden müßten. Gelingt es nun, die Anzahl der zu erwartenden Konvergenzstellen in Abhängigkeit von der Zahl der angenommenen Großkreisbogen zu ermitteln, so gewinnt man aus der Vergleichung mit der Anzahl der Konvergenzstellen, die aus entsprechenden Gruppen von Meteorbeobachtungen bestimmt sind, einen Anhalt dafür, inwieweit diese letzteren Ergebnisse vom Zufall abhängen.

Hier war also zunächst die folgende rein mathematische Aufgabe zu lösen: Über einen beschränkten Bereich an der Sphäre sind einseitig begrenzte Großkreisbogen nach Ort und Richtung regellos verteilt. Nach der unbegrenzten Seite hin denke man sie sich bis an den Rand des Bereiches fortgesetzt. Wieviele kreisförmige Felder vom Durchmesser δ gibt es, im Mittel aus einer großen Anzahl von Versuchen, im Innern des Bereichs, die von m Kreisbogen getroffen werden?

Die Durchführung dieser „Theorie der Konvergenzstellen“ will ich hier nicht im einzelnen erörtern. Ich ging aus von einer einfacheren Aufgabe der Wahrscheinlichkeitsrechnung: Gegeben ist ein Kreis, dessen Umfang in k gleiche Abschnitte geteilt ist. Durch den Zufall werden n Punkte über den Kreisumfang verteilt. Wieviele Abschnitte werden im Mittel von m Punkten ($m = 0, 1, 2, 3 \ldots n$) getroffen? Als Lösung ergab sich eine ziemlich einfache Formel, deren Richtigkeit überdies durch eine große Anzahl von Losversuchen geprüft wurde. Nach einigen Umformungen wurde

dieser Ausdruck auf eine Reihe zur Mitte des oben angenommenen Bereichs konzentrischer Ringzonen mit dem Radius ϱ angewandt und durch eine Integration über unendlich schmale Zonen schließlich die gesuchte Anzahl der Konvergenzstellen gefunden, und zwar bei konstant angenommenem n getrennt für jeden Wert von m, wobei nach den oben aufgestellten Regeln $m \geqq 5$ zu nehmen ist. Die Zahl m nenne ich den Grad der Konvergenz.

Einige Schwierigkeiten folgten daraus, daß die örtliche Verteilung der Bahnen auf den zur Bestimmung der Radianten dienenden Kartenblättern nicht ganz der der Theorie zugrunde gelegten entspricht. Aus der Art der Beobachtung folgt nämlich erstens eine Konzentration der Meteorbahnen zur Mitte des Bereichs, zweitens eine nicht kreisförmige, sondern ovale oder elliptische Gestalt der Grenzen des Bereichs. Beide Schwierigkeiten umging ich dadurch, daß ich die Vergleichung von Theorie und Erfahrung nur auf ein engeres Gebiet von 25° Radius konzentrisch zur Mitte des Bereichs ausdehnte. In diesem Gebiete sind die Voraussetzungen der Theorie sehr nahe erfüllt.

Ein Beispiel möge zeigen, wie sich die Resultate der Theorie darstellten: Betrachtet wird das engere Gebiet von 50° Durchmesser. Die Gesamtzahl der Meteorbahnen im größeren Bereich betrage 60. Sodann gibt die Theorie folgende Übersicht:

Grad der Konvergenz	Anzahl	
m = 5	3.88	Gesamtzahl 6.3
m = 6	1.58	
m = 7	0.56	
m = 8	0.19	
m = 9	0.06	

Der Sinn ist folgender: Bei 60 Bahnen werden innerhalb eines Bereichs von 50° Durchmesser konzentrisch zur Mitte des Bahnfeldes 6.3 Konvergenzen 5. und höheren Grades zu erwarten sein. Eine Konvergenz 8. Grades wird beispielsweise im Mittel je unter $1 : 0.19 = 5.3$ Fällen einmal im engeren Bereich vorkommen, sofern die Verteilung der Bahnen völlig zufälliger Art ist.

Die Berechnung wurde für eine Anzahl von Fällen von $n = 30$ bis $n = 70$ durchgeführt. Durch Interpolation konnten dann die entsprechenden Werte für jedes innerhalb der angegebenen Grenzen liegende n gefunden werden.

Bei der ersten Vergleichung der abgezählten Konvergenzstellen mit der Theorie zeigte sich nun aber ein unerwartetes Verhalten: Die erfahrungsmäßig gefundenen Zahlen waren durchweg viel größer als die von der Theorie geforderten. Die am Anfang sich aufdrängende Annahme, daß die Mehrzahl der Meteore zu Strömen gehöre, wurde bald verlassen. Als Grund der Abweichung wurde nämlich eine Erscheinung erkannt, die ich als Kettenbildung bezeichnen will. Es kommt ziemlich häufig vor, daß mehrere Bahnen nahezu parallel mit nur geringem seitlichem Abstand verlaufen, sei es durch reinen Zufall, sei es als Folge der Existenz eines wirklichen Radianten, zumal wenn sich dieser in einigem Abstande außerhalb der Grenze des Bahnfeldes befindet. Nehmen wir, um ein etwas krasses Beispiel zu wählen, an, daß vier parallele Bahnen existierten, deren Verlängerungen auf einem Streifen von höchstens 6° Breite nebeneinander verlaufen, so muß man, sofern man nicht grobe Willkürlichkeiten begehen will, überall dort, wo auch nur eine Bahnverlängerung jenen Streifen kreuzt, eine Konvergenz 5. Grades annehmen. Auf diese Weise entstehen Ketten von Konvergenzen, die sich gelegentlich durch den ganzen engeren Bereich erstrecken und die Gesamtzahl der Konvergenzen ganz beträchtlich steigern.

Es schien zunächst, als sei dadurch der Wert der Methode überhaupt in Frage gestellt. Indessen gelang es, nicht allein die Schwierigkeit zu umgehen, sondern sogar erheblichen Nutzen aus ihr zu ziehen. Nimmt man die Zahl der Konvergenzen so an, wie sie unmittelbar aus den Karten hervorgeht, also mit Einschluß aller Ketten, so ist sie sicher bei weitem zu groß, bestimmt viel größer als die Anzahl der wirklich vorhandenen Radianten, und die Vergleichung mit der Theorie liefert einen zu kleinen Wert für den Anteil der ungeordnet bewegten Meteore. Führt man andererseits eine Abzählung so durch, daß die Ketten nach Möglichkeit streng ausgeschaltet werden, so ergibt sich für die Anzahl der Konvergenzen ein Wert, der etwas zu klein sein wird, weil eine einmal benutzte Bahn für die Bildung weiterer Konvergenzen ausgeschaltet ist. Man erhält für die regellos bewegten Meteore also einen zu großen Anteil. Auf diese Weise gelingt es, den wahren Wert des Anteils der ungeordneten Bewegung zwischen zwei Grenzen einzuschließen, wozu noch zu bemerken ist, daß er wahrscheinlich näher an der oberen als an der unteren Grenze liegt.

Nunmehr konnte zur endgültigen Vergleichung von Theorie und

Erfahrung geschritten werden. Wie vorgesehen, geschah die Abzählung der Konvergenzstellen auf den Karten, die zur Aufsuchung der mutmaßlichen Radianten gedient hatten, unter Beschränkung auf das engere Gebiet von 50° Durchmesser auf zwei Arten: erstens unter Einbeziehung, zweitens unter Ausschaltung aller durch Kettenbildung entstandenen Konvergenzstellen. Die erste Art der Abzählung bereitete keine Schwierigkeiten; die zweite wurde unsicher, sobald eine größere Anzahl von Konvergenzstellen auftrat. Gerade in diesem Falle ergab sich aber eine gute Kontrolle durch die Anzahl der das Feld von 50° Durchmesser überhaupt schneidenden Bahnverlängerungen, aus der die maximale Anzahl der möglichen Konvergenzen hervorging, sofern, wie hier gefordert war, jede Bahn nur *einer* Konvergenz angehören durfte.

Die zur Untersuchung zusammengestellte Gruppe von Radiantenkarten setzte sich zusammen aus solchen der ersten Julihälfte und der Monate September, Oktober und November. Das Ergebnis war folgendes:

Gezählt wurden mit Einschluß der Ketten	379	Konvergenzen	$>$ 4. Grades
„ „ „ Ausschluß „ „	180	„	$>$ 4. „
Von der Theorie gefordert	153.7		$>$ 4. „

Von den auf den Karten vorgefundenen Konvergenzstellen $>$4. Grades können demnach erklärt werden als zufällig entstanden durch regellos verteilte Bahnen:

40.6% bei Einschluß der Ketten (unterer Grenzwert)
85.4% bei Ausschluß der Ketten (oberer Grenzwert).

Gruppiert man jetzt aber die erhaltenen Einzelwerte nach wachsendem n, so zeigt sich eine neue Überraschung: eine sehr starke Abhängigkeit von n.

Gruppe	n_{Mittel}	unterer Grenzwert %	oberer Grenzwert %	$M_{1\,Mittel}$	$M_{2\,Mittel}$	M_{Mittel}
I	34.5	19.6	37.5	4.6	2.4	0.9
II	44.8	33.4	74.1	6.8	3.1	2.3
III	54.5	46.6	96.9	9.6	4.6	4.5
IV	64.9	52.0	113.2	15.2	7.0	7.9

Rechts sind hinzugefügt die Anzahlen der im Mittel auf eine Karte entfallenden Konvergenzen $>$4. Grades, M_1 mit Ketten, M_2 ohne

Ketten, M aus der Theorie gefolgert. Daß einmal eine Prozentzahl >100 auftritt, besagt nur, daß die auf den Karten gefundene Anzahl von Konvergenzen kleiner ist als die theoretisch ermittelte. Da die nach Ausschluß der Ketten verbleibende Anzahl sicher etwas zu klein ist, muß dies immer eintreten, wenn der wahre Wert nahe bei 100% liegt.

Die sehr starke Abhängigkeit der Anzahl der gefundenen Konvergenzen von n würde sagen, daß der Anteil der ungeordnet bewegten Meteore um so stärker hervortritt, je mehr Bahnen man einbezieht, ein auf den ersten Blick sonderbar anmutender Befund. Eine Betrachtung, die ich hier übergehe, zeigt, daß weder Fehler der Theorie noch solche der Abzählungen zur Erklärung herangezogen werden können.

Nun kann man aber dem eben dargestellten Befund eine sehr interessante Deutung geben. Nennt man M_v die wahre Anzahl der auf einer Karte vorhandenen Konvergenzen, d. h. die Anzahl, die sich ergeben würde, wenn die Voraussetzungen der Theorie völlig erfüllt wären, der Aufbau des Sternschnuppenphänomens aber unverändert bliebe, so wird

$$M_1 > M_v > M_2$$

sein. Man kann jetzt M_v zerlegen in einen veränderlichen Teil M und eine additive Konstante K, erhält also für jede der vier Gruppen eine Gleichung der Form

$$M_v = K + M,$$

also vier Gleichungen mit fünf Unbekannten. Man kann weiter mit großer Wahrscheinlichkeit annehmen, daß M_v zu M_1 und M_2 in einem konstanten Verhältnis steht und daher die Gleichungen in die Form

$$M_2 + (M_1 - M_2) \cdot k = K + M$$

überführen, hat dann also vier Gleichungen mit den Unbekannten K und k und kann sie nach der Methode der kleinsten Quadrate behandeln. Die Auflösung ergab die Werte

$$K = +2.38 \pm 0.08 \qquad k = +0.421 \pm 0.003$$

Diesem Ergebnis kommt folgende Bedeutung zu: Innerhalb des betrachteten Kreises von 50° Durchmesser sind durchschnittlich 2.4 *wirkliche Radianten* vorhanden, die schon bei einer Gesamtzahl von 30 bis 40 Bahnen hervortreten, deren Zahl sich aber bei

zunehmender Anzahl der Bahnen nicht steigert. Alle anderen Konvergenzstellen sind zufälliger Art.

Es wäre sicher verfehlt, wollte man diesen Schluß in seiner krassen Form auf die Wirklichkeit übertragen. Man wird weder annehmen dürfen, daß nahezu alle Radianten, die man aus Karten mit 30 oder 40 Bahnen ableitet, reell sind, noch daß etwa alle Konvergenzen 5. Grades, die man bei 60 oder 70 Bahnen findet, zufälliger Art sind. Grundsätzlich aber hat die eben erlangte Deutung sehr viel für sich.

Überdies läßt sich eine sehr schöne Bestätigung dafür beibringen. Ich erwähnte, daß in den soeben behandelten Gruppen einerseits Beobachtungen aus dem stromarmen Monat September, andererseits solche aus der ersten Hälfte des Juli und den Monaten Oktober und November, zu welchen Zeiten einige schwache oder mäßigstarke Ströme sicher bestehen, vereinigt sind. Man kann also erwarten, daß der Anteil der geordnet bewegten Meteore für diese Zeiten größer herauskommt als für den September. Die unter diesem Gesichtspunkt ausgeführte getrennte Bearbeitung hatte folgende Ergebnisse:

	unterer Grenzwert	oberer Grenzwert
für September	48.5%	94.8%
„ Juli, Oktober, November	38.8%	85.3%

Die Anteile der ungeordneten Bewegung sind also im September um fast 10% höher als in den anderen Monaten. Mit Übergehung der Zwischenergebnisse führe ich noch die Werte von K und k an:

für September	$K = +1.41$	$k = +0.333$
„ Juli, Oktober, November . . .	$K = +3.49$	$k = +0.515$

In den an zweiter Stelle genannten Monaten ist also K rund 2.5mal so groß wie im September!

Vorstehende Betrachtungen bezogen sich durchweg auf die Zahl der Konvergenzen. Es ist aber auch möglich, die Anzahlen der einzelnen Meteore abzuschätzen, die zu Radiationen gehören im Vergleich zu denen, die ungeordnete Bewegung zeigen. Ich beschränke mich auf Anführung der Resultate: im Mittel wurde gefunden, daß auf die Radiationen etwa 50% der Meteore entfallen. Für die Septembergruppe allein erhält man nur 28%, für die Monate Juli, Oktober und November 70%.

Schon eingangs wurde erwähnt, daß die Untersuchung, deren erste Resultate vorstehend mitgeteilt sind, noch nicht abgeschlossen ist. Es gibt einige weitere Methoden, die Ergebnisse zu prüfen. So wird zu erwarten sein, daß die Existenz wirklicher Radiationen vor allem auch in einer Erhöhung des Grades der Konvergenzen zum Ausdruck kommt. Bisher wurde nur die einfache Anzahl der Konvergenzen 5. und höheren Grades in Betracht gezogen. Vielleicht ist es möglich, auch auf diesem anderen Wege zu einer quantitativen Auswertung zu gelangen. Ein völlig unabhängiges Verfahren ergibt sich aus der Koinzidenz der Örter wirklicher Radianten auf zeitlich unmittelbar benachbarten Karten. Hier wird zunächst wieder eine Theorie der zufälligen Koinzidenzen zu entwerfen und das Resultat der Abzählung beobachteter Koinzidenzen mit ihr zu vergleichen sein. Ein Nachteil der ganzen bisherigen Untersuchung besteht vorläufig noch darin, daß die Konvergenzstellen und Radianten nur als Kollektivbegriffe auftreten, daß es also nicht möglich scheint, aus dem großen Verzeichnis von Konvergenzstellen ein solches von Radianten zu gewinnen. Vielleicht führt die eben angedeutete unabhängige Methode näher an dieses Ziel. Vielleicht auch ist es möglich, für die Konvergenzpunkte Koeffizienten zu bestimmen, die angeben, mit welcher Wahrscheinlichkeit jeder Punkt als Radiant eines Stromes anzusehen ist. Dies wäre eine sehr umständliche Arbeit, würde aber doch die Untersuchungen über die Beziehungen der Meteorradianten zu den Kometenbahnen sowie die Forschungen über die Existenz interstellarer Ströme auf eine neue verbesserte Grundlage stellen.

Unsere Kenntnisse des Systems der Meteore mögen nunmehr kurz zusammengestellt werden.

1. Die mittlere heliozentrische Geschwindigkeit der Sternschnuppen liegt weit über dem parabolischen Wert. Es ist demnach mit Sicherheit anzunehmen, daß unter ihren Bahnen die Hyperbeln vorherrschen, und daß die Mehrzahl der Sternschnuppen interstellaren Ursprungs ist.

2. Der gefundene Wert der Geschwindigkeit liegt nahe bei dem, der auf ganz anderem Wege für die großen Meteore erhalten wurde. Zwischen beiden Arten von Erscheinungen, interstellaren Sternschnuppen und großen Meteoren, besteht demnach kein Unterschied, vielmehr mit wachsenden Massen ein stetiger Übergang.

3. Die kometarischen Ströme geben zwar zu physikalisch gleichartigen Erscheinungen Anlaß, sind aber hinsichtlich ihrer kosmischen

Stellung völlig anderer Art. Ihr Auftreten überlagert und entstellt das der interstellaren Meteore, so daß beide Arten von Erscheinungen schwer getrennt werden können.

4. Es wurde gezeigt, daß hinsichtlich der Verteilung der Bahnrichtungen im Raume der Regellosigkeit sehr erhebliche Bedeutung zukommt. Die Größenordnung des Anteils der regellos bewegten, also nicht zu erkennbaren Radiationen vereinigten Meteore, scheint nach den bisherigen Erfahrungen im Mittel etwa 50% zu sein. Der Anteil ist zeitlich verschieden und ergibt sich z. B. im September zu etwa 72%.

5. Es muß angenommen werden, daß sich die zu Strömen vereinigten Meteore auf ganz wenige Radianten verteilen, es also relativ sehr wenige solcher Ströme gibt. Damit werden große Teile der bestehenden Radiantenverzeichnisse hinfällig.

6. Die Existenz interstellarer Ströme ist in einigen Fällen nachgewiesen. Die geordnet bewegten Meteore gehören also teils kometarischen, teils interstellaren Strömen an.

7. Hinsichtlich der Bewegungen darf man sich das System der Meteore vielleicht ähnlich gestaltet denken wie das System der sonnennahen Sterne. Die große Mehrzahl der Bewegungsrichtungen kann in erster Näherung als regellos verteilt angenommen werden. Die interstellaren Ströme aber haben ein Analogon in den Sterndriften.

Endlich möchte ich einen Punkt berühren, den ich bisher absichtlich außer acht gelassen habe, weil mir die Grundlagen seiner Erörterung völlig hypothetischer Art zu sein scheinen. Es handelt sich um die Frage, inwieweit sich in der Verteilung der interstellaren Meteorbahnen nach Richtung und Geschwindigkeit ein Einfluß der Bewegung des Sonnensystems bemerkbar macht. Man kommt leicht in Versuchung, dem Sonnenapex eine ähnliche Bedeutung beizumessen wie dem Erdapex in der Theorie der täglichen Variation. In der Tat sind die Vorgänge grundsätzlich gleich: was bei der Bewegung im Schwerefeld der Erde die Zenitattraktion des scheinbaren Radianten ist, ist im Schwerefeld der Sonne der Winkel zwischen Bahntangente und der Asymptote des zur Sonne führenden Astes der Hyperbel. Man beachte aber, daß die in beiden Fällen stattfindenden Veränderungen der ursprünglichen Bahnrichtung von verschiedener Größenordnung sind. Die Zenitattraktion ist meist kleiner als 1°, selten größer als 3°, die Ablenkungen im Schwerefeld der Sonne betragen in der Regel mehr als das zehnfache und können die ursprünglichen Einfallsrichtungen

vollkommen verschleiern. Die einfache Übertragung des Prinzips der täglichen Variation ist also keineswegs gestattet.

Überdies liegt zu diesem Gegenstand eine sehr gründliche theoretische Untersuchung v. Nießls vor, der zu folgendem Ergebnis kommt: „Die wahrscheinlichsten Annahmen über die ursprüngliche Verteilung der Richtungen und Geschwindigkeiten führen allerdings zu dem Resultate, daß die durchschnittliche Dichte in der Anordnung der Ausgangspunkte auf der Hemisphäre des Apex etwas größer ausfallen muß als auf der entgegengesetzten. Von vornherein bleibt es dabei aber ungewiß, ob dieser Unterschied groß genug ist, um in dem gegenwärtig vorliegenden Beobachtungsmaterial zum Ausdruck zu gelangen, ja, ob er durch derartige Beobachtungen überhaupt sicherzustellen wäre. In der besprochenen Frage kann daher in letzter Linie nur ein positives, keineswegs aber ein negatives Ergebnis empirischer Untersuchungen entscheidend sein."

In meiner ersten Arbeit habe ich in der Tat einen jährlichen Gang der Sternschnuppenhäufigkeit gefunden, der aus der Theorie bisher nicht erklärt werden kann. Es zeigte sich, daß die vom Einfluß der täglichen Variation befreiten und auf die Horizontlage des Erdapex reduzierten stündlichen Häufigkeiten der Sternschnuppen im Herbst doch noch merklich größer bleiben als im Frühjahr, wobei zur Erklärung freilich auch eine stärkere Überlagerung durch kometarische Ströme in Betracht käme. Immerhin würde das Ergebnis dem Sinne nach dem hypothetischen Einfluß der Sonnenbewegung entsprechen. Man vermißt an dieser Stelle wie so oft, gleichwertige Beobachtungen von der südlichen Halbkugel der Erde.

Man kann jetzt aber noch einen Schritt weitergehen, als v. Nießl gegangen ist. Die Definition des Apex der Sonnenbewegung ist gewonnen aus der Analyse der Eigenbewegungen der Fixsterne. Der Nullpunkt des Bezugssystems der Sonnenbewegung entspricht also etwa dem Schwerpunkt des Systems der sonnennahen Sterne. Es liegt zunächst gar kein Anlaß vor, diesen Punkt mit dem Schwerpunkt des Systems der Meteore zu identifizieren. Man muß vielmehr mit der Möglichkeit rechnen, daß beide Systeme gegeneinander bewegt sind, und daß in bezug auf das System der Meteore der Apex der Sonnenbewegung in ganz anderer Richtung liegt, daß auch eine ganz andere relative Geschwindigkeit maßgebend ist, als in bezug auf das System der sonnennahen Sterne! Es ist also auch gar nicht vorauszusehen, wie sich diese Verhältnisse in den zu beobachtenden Erschei-

nungen widerspiegeln werden. Mehr denn je gilt also das Wort v. Nießls, daß hier nur ein positives Ergebnis empirischer Untersuchungen entscheidend sein kann.

Nachtrag I

Nach Abschluß vorliegender Arbeit sind bis zum Herbst 1929 einige nicht unwesentliche Fortschritte erzielt worden. Zunächst wurde die schon erwähnte, 439 Stundenwerte der Sternschnuppenhäufigkeit umfassende Beobachtungsreihe von W. Heybrock in Frankfurt im Hinblick auf die tägliche und jährliche Variation bearbeitet. Für die heliozentrische Geschwindigkeit folgt daraus der Wert 2.49 in Einheiten der Kreisbahngeschwindigkeit als neue Bestätigung des Überwiegens hyperbolischer Bahnen. Das Mittel der heliozentrischen Geschwindigkeit aus 4 unabhängigen Beobachtungsreihen ist nunmehr 2.40.

Ferner habe ich versucht, Werte der heliozentrischen Geschwindigkeiten aus kürzeren Zeitabschnitten, etwa je einen Monat umfassend, zu erlangen, wobei ich mit besonderem Nutzen die von Schmidt gegebenen Monats- und Halbmonatskurven benutzen konnte. Dabei wurde ein sehr starker jährlicher Gang der mittleren heliozentrischen Geschwindigkeit entdeckt, und unter Heranziehung allen Materials konnte eine vorläufige Jahreskurve dieser Veränderungen ermittelt werden. Nunmehr ergaben sich Beziehungen zu anderen Größen, nämlich zur Verteilung der Geschwindigkeiten, zur mittleren stündlichen Häufigkeit und zum Anteil der regellosen Bewegung, also zur Struktur des Phänomens. Ich habe diese Beziehungen vorläufig in folgenden 3 Sätzen zum Ausdruck gebracht:

1. Die mittlere heliozentrische Geschwindigkeit wird um so kleiner gefunden, je kleiner bei den Beobachtungen die Zenitdistanz des Erdapex ist (Verteilungseffekt).
2. Die mittlere heliozentrische Geschwindigkeit ist um so kleiner, je größer bei den scheinbaren Bahnen der Anteil der geordneten Bewegung ist (Radiationseffekt).
3. Die Änderungen der mittleren heliozentrischen Geschwindigkeit c und der mittleren stündlichen Meteorzahl k, bezogen auf die Zenitdistanz des Erdapex $z = 90°$, zeigen entgegengesetzten Verlauf.

Der im ersten Satz ausgedrückte Sachverhalt gibt vielleicht ein Mittel ab, aus dem beobachteten Verteilungseffekt unter Annahme wahrscheinlicher Gestalten der Verteilungsfunktionen auf die Geschwindigkeitsverteilung selbst zu schließen und auf diese Weise eine Trennung des kometarischen und des interstellaren Anteils vorzunehmen. Die Schwierigkeit besteht vorläufig in der Beschaffung geeigneter Beobachtungen, die in der Tropenzone, in der der Apex im Zenit kulminieren kann, vorgenommen werden müssen.

Die Sätze 2 und 3 aber lassen die Deutung zu, daß das Phänomen aus einer konstanten interstellaren und einer veränderlichen kometarischen Komponente besteht, derart, daß die zweite sich der ersten überlagert und dabei in wechselnder Stärke die stündliche Häufigkeit erhöht und die mittlere heliozentrische Geschwindigkeit herabsetzt. Zugleich scheint es, daß die tatsächlich bestehenden Radianten vorwiegend kometarischen Ursprungs sind, daß bei den interstellaren Meteoren jedoch die regellose Bewegung vorherrscht. Damit dürfte eine weitere Möglichkeit gegeben sein, die Komponenten zu trennen und die Struktur der ganzen Erscheinung aufzudecken. Es bedarf dazu aber ebenfalls noch weiterer Beobachtungen, besonders für die Sicherung der Jahreskurve der mittleren heliozentrischen Geschwindigkeit.

Ein Beitrag zur Statistik der veränderlichen Sterne.

Die Lehre von den veränderlichen Sternen, ein sehr wichtiger Teil der neueren Astrophysik, ist in einer raschen Entwicklung begriffen. Wie bei fast allen Untersuchungen, die die Fixsterne betreffen, ist auch hier eines der nächsten höheren Ziele die statistische Erfassung des Gegenstandes, im besonderen die Abschätzung der Anzahl der Veränderlichen überhaupt im Verhältnis zur Anzahl der Sterne, die Ermittelung der relativen Häufigkeit der verschiedenen Arten des Lichtwechsels, innerhalb dieser Klassen wieder das Studium der Gruppierung nach Periodenlänge und sonstigen Kennzeichen, endlich auch die Erforschung der Verteilung der Veränderlichen am Himmel und im Raume.

Jede Statistik hat nur Sinn und Wert, wenn sie sich über eine so große und derartig gestaltete Menge von Einzelwerten erstreckt, daß man annehmen kann, diese Menge lasse die für die Gesamtheit charakteristischen Züge bereits mit hinreichender Deutlichkeit erkennen. Der

Idealfall, die statistische Erfassung der Gesamtheit selbst, ist hier nicht erreichbar.

Man wird nun fragen müssen, inwieweit bei den veränderlichen Sternen die Voraussetzungen für die Anwendung statistischer Methoden bereits jetzt erfüllt sind. Eine kurze Betrachtung zeigt schon, daß dies im allgemeinen in sehr ungenügendem Maße, in besonderem aber in sehr verschiedenem Grade der Fall ist. Es sind bis jetzt insgesamt etwa 3000 Veränderliche bekannt, wobei ich diejenigen nicht berücksichtige, die zu engeren Verbänden in Kugelhaufen und den Magellanschen Wolken vereinigt sind. Jene 3000 Veränderlichen verteilen sich zwar über den ganzen Himmel, doch ist dieser nicht gleichmäßig durchforscht, selbst wenn man von der immer noch bestehenden Vernachlässigung des Südhimmels absieht. Das vorhandene Material reicht gerade hin, gewisse große Züge erkennen zu lassen, wie z. B. die Konzentration der Mirasterne zur Milchstraße hin oder die Unabhängigkeit der Verteilung von der galaktischen Breite bei den RR Lyrae-Sternen. Ganz unmöglich aber ist es, eine etwaige Abhängigkeit von der galaktischen Länge oder ähnliche Erscheinungen, geschweige denn feinere Einzelheiten zuverlässig zu erkennen.

Die bisherigen Entdeckungen veränderlicher Sterne sind zum größten Teil solche zufälliger Art. Ich verstehe darunter auch diejenigen, die so zustande kamen, daß einige photographische Platten mit dem Ziele, Veränderliche zu finden, miteinander verglichen wurden. Denn ob dabei ein bestimmter der in dem betreffenden Gebiete vorhandenen Veränderlichen gefunden wird oder nicht, ist ein Spiel des Zufalls.

Hinzu kommt, daß die Wahrscheinlichkeit, entdeckt zu werden, für Veränderliche verschiedener Art sehr verschieden groß ist. Sie wächst selbstverständlich im allgemeinen mit zunehmender Helligkeit und mit dem Umfang des Lichtwechsels, hängt aber auch von der Gestalt der Lichtkurven ab. Zweckmäßige Anordnung der Beobachtungen vorausgesetzt, ist sie sehr groß für Sterne stetigen Lichtwechsels, am größten also im Hinblick auf den Umfang des Lichtwechsels für Mirasterne, sehr klein dagegen für Algolsterne, deren Lichtwechsel nur zeitweilig in Erscheinung tritt. Bei zufälligen Entdeckungen müssen die Algolsterne also stark benachteiligt sein. Noch ungünstiger gestellt sind beispielsweise die U Geminorum-Sterne, besonders Objekte wie UV Persei, der nur wenige Tage hell bleibt und dann für eine 30—100mal so lange Zeit selbst für große Fernrohre verschwindet. Meine Betrachtungen beziehen sich insbesondere auf die photographische

Aufsuchung der Veränderlichen, weil das visuelle Verfahren dagegen völlig zurücktritt. Man sieht, daß Materialien, die im wesentlichen das Ergebnis zufälliger Entdeckungen sind, die relative Häufigkeit der Veränderlichen völlig entstellt wiedergeben müssen. Einen in derselben Richtung wirkenden Einfluß der Belichtungszeit und des Instruments werde ich später behandeln.

Es schien mir nun eine dankenswerte Aufgabe, zu versuchen, zunächst für einen eng begrenzten Teil des Himmels die Mitwirkung des Zufalls bei den Entdeckungen auszuschalten, also nach Möglichkeit alle in dem betreffenden Feld vorhandenen und den zu Gebote stehenden optischen Mitteln erreichbaren Veränderlichen aufzufinden. Im Falle eines günstigen Ausgangs des Versuchs war geplant, die Unternehmung allmählich auf andere Gebiete des Himmels auszudehnen.

Das Objektiv, mit dem die Aufnahmen hergestellt wurden, ist ein der Notgemeinschaft gehörendes Triplet der Firma Carl Zeiß von 170 mm Öffnung und 120 cm Brennweite. Es befindet sich zusammen mit dem Leitfernrohr von 135 mm Öffnung und 202 cm Brennweite auf einer Zeißschen äquatorialen Montierung von der Art, wie sie sonst für 150-mm-Refraktoren angewandt wird. Die Montierung ist mit elektrischer Feinbewegung und Sekundenkontrolle ausgestattet. Zum Betrieb der Sekundenkontrolle dient eine Pendeluhr Riefler Nr. 488. Montierung und Pendeluhr sind ebenfalls von der Notgemeinschaft zur Verfügung gestellt.

Gegenstand des Versuchs ist ein Feld in der Milchstraße mit 3 Lacertae als Mitte gewesen. Die Ausdehnung des Feldes ist etwa 46 Quadratgrad. Die Aufnahmen begannen im Jahre 1925; eine dichte Reihe erstreckt sich vom September 1926 bis zum Oktober 1927, nur unterbrochen durch die Zeit, zu der die günstigen Nachtstunden mit der unteren Kulmination der Gegend zusammenfielen. Die Dauer der Belichtung war meist zwei Stunden, mehrfach auch länger. Kürzere Belichtungszeiten kamen durch den Eintritt von Störungen zustande. Die Gesamtzahl der Platten beträgt 61. Meist wurde in jeder Nacht nur eine Aufnahme gemacht, gelegentlich auch zwei oder drei. Fast alle Platten waren von derselben Sorte (Herzog Isodux), die weitaus meisten sogar von derselben Emulsion. Diese Regel sollte bei ähnlichen Arbeiten stets eingehalten werden. Es hat sich nämlich gezeigt, daß die verschiedene Farbenempfindlichkeit der Platten die relative Helligkeit von Sternen verschiedener Spektralklassen sehr stark

beeinflussen kann, auch ohne daß Filter angewandt werden. Eine bei den ersten Aufnahmen mit unterlaufene orthochromatische Platte führte so zur Verdächtigung einiger Sterne, die wahrscheinlich nicht veränderlich sind.

Die Vergleichung der Platten zwecks Aufsuchung der Veränderlichen geschah nach der stereoskopischen Methode mittels eines behelfsmäßigen Komparators, der jedoch sehr gute Bilder gibt. Verglichen wurden 19 Plattenpaare, und zwar mit aller Sorgfalt. Die Vergleichung zweier Platten 12×18 cm einschließlich der vorläufigen Prüfung verdächtiger Fälle dauerte in der Regel 6—15 Stunden. Die Zwischenzeiten der beiden Versuchsplatten wurden immer so gewählt, die keine Klasse von Veränderlichen hinsichtlich der Entdeckungswahrscheinlichkeit benachteiligt war.

Nach Abschluß der Entdeckungsarbeit wurden die Größen der Veränderlichen auf allen Platten nach der Argelanderschen Methode geschätzt. Die Größen der Vergleichsterne wurden photographisch an die Polfolge angeschlossen. Die Anzahl der Beobachtungen erwies sich in den weitaus meisten Fällen als hinreichend zur Bestimmung von Art und Elementen der Veränderlichen.

Das Gesamtergebnis ist folgendes: Bereits bekannt waren in dem behandelten Feld 9 meist hellere Veränderliche, Y, RV, RW, RZ, SV, SY, SZ, TT und TW Lacertae. Von diesen wurden unabhängig wiederentdeckt Y, SV, SZ und TW Lacertae. Y, RV, RW und RZ sind hellere Sterne, bei denen eigentlich nicht erwartet werden kann, daß ihre Veränderlichkeit auf den lang belichteten Platten erkennbar ist. Die schwachen Veränderlichen SY und TT wurden nach den vom Entdecker gegebenen Karten nachträglich aufgesucht und auf allen Platten verglichen, doch konnte ihr Lichtwechsel nicht bestätigt werden. Sie scheiden als zweifelhaft also für die Statistik aus. Ebenso wurde die Veränderlichkeit des von anderer Seite als Algolstern angemeldeten 48.1926 Lacertae bis jetzt nicht bestätigt. An bisher unbekannten Veränderlichen wurden 51 aufgefunden, wovon auf Grund der Prüfung auf allen Platten 43 als völlig gesichert gelten dürfen. Für 38 dieser Sterne wurde die Art des Lichtwechsels einwandfrei erkannt, drei weitere können wahrscheinlich einer bestimmten Art zugezählt werden, so daß nur bei zwei Sternen die Art vorläufig unbekannt bleibt.

Mithin sind in dem betrachteten Felde bisher insgesamt 50 Sterne als sicher veränderlich bekannt. Ihre Verteilung auf die einzelnen

Klassen zeigt nachstehende Übersicht. Soweit bekannt, sind die Perioden hinzugefügt.

1. Mirasterne.

60.1926	303^d
62.1926	326
63.1926	303
65.1926	220
67.1926	363
70.1926	300.5
61.1927	300
79.1927	273
84.1927	>250
86.1927	300
87.1927	360
88.1927	?
SV Lac.	305
SZ „	351

2. Algolsterne.

61.1926	2^d.88
69.1926	3.45
62.1927	1.71
63.1927	4.61
71.1927	2.89
73.1927	1.62
75.1927	1.42
82.1927	2.81
83.1927	18.44
89.1927	?
94.1927	?
97.1927	?
98.1927	?
RW Lac.	5.18
TW „	3.04

3. β · Lyraesterne.

78.1927	0^d.75

4. δ Cepheisterne.

67.1927	7^d.52
Y Lac.	4.33

5. Halbregelmäßige.

65.1927	550^d
68.1927	287
70.1927	190
74.1927	145?
90.1927	78?
93.1927	210
RV Lac.	500?

6. Unregelmäßige.

72.1927
76.1927
77.1927
92.1927
96.1927
RZ Lac.

7. Art nicht sicher ermittelt.

66.1927	Art unbekannt
69.1927	" "
85.1927	Periode $> 400^d$ oder Nova
91.1927	Periode $< 1^d$?
95.1927	kurzperiodisch

Als Endergebnis hat man also folgende Übersicht:

Mirasterne	14
Algolsterne	15
β Lyraesterne	1
δ Cepheisterne	2
Halbregelmäßige	7
Unregelmäßige	6
Art nicht sicher ermittelt	3
Art unbekannt	2

Wie oben schon erwähnt, bezieht sich diese Statistik auf ein Feld von etwa 46 Quadratgrad Ausdehnung. Als untere Helligkeitsgrenze kann etwa die Größe $15^m.5$ der Polfolge angenommen werden.

Überraschend ist jedenfalls die große Zahl der Veränderlichen, wobei zu beachten ist, daß die Aufnahmen mit einem relativ kleinen Instru-

ment gewonnen sind. Die Anzahl der auf einer Platte im Durchschnitt überhaupt abgebildeten Sterne liegt nach rohen Abzählungen zwischen 50 000 und 100 000. Jedoch sind viele dieser Sterne so schwach, daß sie für die Prüfung auf Veränderlichkeit nicht in Betracht kommen. Man kann daher wohl sagen, daß in der untersuchten Gegend auf je 1000 Sterne ein Veränderlicher entfällt. Verallgemeinert man die hier gewonnene Erfahrung, so würden in der Zone zwischen den galaktischen Breiten $+5^\circ$ und -5° etwa 4000 Veränderliche bis zur Größe $15^m.5$ zu erwarten sein.

Sehr auffällig ist die große Anzahl von Algolsternen, die hier 30% aller Veränderlichen darstellen. In der jährlich erscheinenden Übersicht „Katalog und Ephemeriden der veränderlichen Sterne" für das Jahr 1927 sind insgesamt 2906 Veränderliche angeführt, darunter 229 Algolsterne. Diese umfassen hier also nur 7.5% der Gesamtheit. Es ist zwar möglich, daß in der Verteilung der Veränderlichen mancher Klassen große Ungleichmäßigkeiten vorkommen, daß also z. B. in dem betrachteten Gebiete die Algolsterne besonders häufig sind. Viel näher aber liegt es, die Ursache des Unterschiedes in der geringen Entdeckungswahrscheinlichkeit der Algolsterne zu suchen, die sie in dem vorwiegend auf Zufallsentdeckungen beruhenden Gesamtmaterial zurücktreten läßt, wogegen bei einer mehr systematischen Durchforschung ihre in Wahrheit sehr große Anzahl schon stärker zur Geltung kommt. Dies Beispiel zeigt, wie groß die auf die erwähnte Art zustande kommenden Verfälschungen der Statistik sein können.

Nunmehr wird zu untersuchen sein, ob das oben aufgestellte Ziel, alle oder wenigstens die überwiegende Mehrzahl der in dem Lacertaefeld vorhandenen Veränderlichen aufzufinden, erreicht ist oder auf die hier angewandte Art erreicht werden kann. Einen Hinweis darauf gibt das Verhältnis der Zahl der Neuentdeckungen zur Zahl der Wiederentdeckungen schon vorher gefundener Veränderlicher auf den letzten der geprüften Plattenpaare. Bekanntlich muß der Wert dieses Verhältnisses, wenn man sich dem Ziele nähert, gegen Null konvergieren. Es wurden gefunden

auf dem drittletzten	Plattenpaar	1 neuer Veränderlicher	u. 5 bekannte Veränderliche,
„ „ zweitletzten	„	3 neue Veränderliche	„ 3 „ „
„ „ letzten	„	3 „ „	„ 7 „ „

Das Verhältnis ist also nach dem gegenwärtigen Stand der Arbeit etwa 1 : 2, woraus ersehen werden kann, daß man noch ziemlich weit

vom Ziele entfernt ist. Merkwürdig ist, daß auf dem letzten Plattenpaar sogar noch zwei Mirasterne gefunden wurden. Allerdings liegen dabei besondere Verhältnisse vor. Bei dem einen muß die Periodenlänge gerade so bemessen sein, daß er auf den sonst günstig angeordneten früheren Platten fehlt oder sehr schwach ist. Der andere steht so nahe bei einem helleren Stern, daß die Bilder auf den Platten zusammenfließen. Vor allem wird sich die Zahl der Algolsterne noch vergrößern. Ich habe außer den angeführten noch mehrere Sterne gefunden, die der Algoleigenschaft dringend verdächtig sind, aber noch nicht bestätigt werden konnten. Man wird also weitere Plattenpaare durchsuchen müssen, um dem Ziele näherzukommen.

Wenn sich demnach gezeigt hat, daß das aufgestellte Verzeichnis der Veränderlichen noch lange nicht als vollständig angesehen werden darf, so muß nunmehr die zweite Frage gestellt werden, ob denn wenigstens das gegenseitige zahlenmäßige Verhältnis der einzelnen Veränderlichenklassen annähernd richtig wiedergegeben ist. Ich glaube, auch diese Frage verneinen zu müssen. Abgesehen davon, daß, wie eben erwähnt wurde, der Anteil der Algolsterne noch zu gering ist, muß es auffallen, daß die Sterne mit Perioden kleiner als 1^d, die sonst ziemlich häufig vorkommen, hier nur sehr schwach vertreten sind. Gesichert ist nur der β Lyrae-Stern 78.1927. Ferner kommt noch 91.1927 in Betracht. Beide Sterne haben ziemlich große Amplituden. An raschwechselnden Bedeckungsveränderlichen mit kleiner Amplitude und raschwechselnden δ Cephei-Sternen wurde kein einziger sichergestellt. Die Ursache liegt wohl nicht in einem Fehlen dieser Veränderlichen, sondern darin, daß die Belichtungszeit der Platten zu lang ist gegenüber dem sehr raschen Lichtwechsel. Da die Platte die Helligkeitseindrücke während der ganzen Belichtungszeit integriert, kommen die nur kurze Zeit bestehenden Extremgrößen solcher Sterne nie zur Darstellung, und bei der ohnehin nicht großen Amplitude ist die Wahrscheinlichkeit der Entdeckung sehr gering. Ähnliches zeigt sich bei einigen Algolsternen. Der ziemlich rasch wechselnde Stern 62.1927 ist unter 58 Platten nur dreimal so schwach, daß er hätte entdeckt werden können. Der durch visuelle Beobachtungen gut gesicherte Algolstern 71.1927, der ein spitzes, tiefes Minimum mit steilem Ab- und Aufstieg besitzt, ist gar nur auf einer unter 57 Platten im kleinsten Licht; einige weitere zeigen ihn mit geringeren Schwächungen. Wenn das Ziel vollkommen erreicht werden soll, bedarf also das Verfahren einer Änderung.

Zusammenfassend muß festgestellt werden: Die systematische Durchforschung des Feldes bei 3 Lacertae hat ergeben, daß die Zahl der Veränderlichen unerwartet groß ist. Das zahlenmäßige Verhältnis der einzelnen Klassen der Veränderlichen zueinander ergibt sich, besonders hinsichtlich der Algolsterne, ganz anders als man es aus dem bisher vorliegenden Material erhält. Dieses gibt also weder die absolute noch die relative Anzahl der Veränderlichen auch nur annähernd richtig wieder, zeigt vielmehr in mancher Beziehung ein völlig entstelltes Bild. Die mutmaßliche Anzahl und Klassenhäufigkeit der Veränderlichen kennt man demnach für keine einzige Gegend des Himmels. Das Lacertafeld ist jetzt die wahrscheinlich am gründlichsten durchforschte Gegend. Es hat sich aber gezeigt, daß auch die vorstehend beschriebene Arbeit noch nicht zum Ziele geführt hat und aus Gründen der Methode nicht völlig zum Ziele führen kann. Im folgenden soll daher der Weg erörtert werden, auf dem die Aufgabe, einwandfreie Grundlage für eine Statistik der Veränderlichen zu gewinnen, zu lösen ist.

Wichtig ist vor allem eine Beschränkung auf das in angemessener Zeit durchführbare. Da scheint es mir zweckmäßig, das Programm in zwei Teile, die getrennt bearbeitet werden, zu zerlegen:

1. Es ist anzustreben, daß am ganzen Himmel alle Veränderlichen aufgesucht werden, die im Maximum heller als 12. Größe werden.

2. Eine Ausdehnung des Planes auf alle Veränderlichen, die im Maximum die 16. Größe überschreiten, ist auf ausgewählte und planmäßig über den Himmel verteilte Felder von je etwa 50 Quadratgrad Ausdehnung zu beschränken.

Der erste Programmpunkt deckt sich nahezu mit dem von Guthnick entworfenen und von der Notgemeinschaft finanzierten Plan einer dauernden photographischen Überwachung des Himmels mit Objektiven von 135 mm Durchmesser und dem Öffnungsverhältnis 1 : 2. Nach der gegenwärtigen Gestalt dieses Planes ist anzunehmen, daß jedenfalls für den ganzen Nordhimmel und für den Südhimmel nördlich von —30° Deklination das Material für eine systematische Aufsuchung der Veränderlichen geschaffen wird. Auch sind die Belichtungszeiten so kurz, daß die raschwechselnden Veränderlichen entdeckt werden können. Die bisherigen Versuche von Guthnick und Prager haben gerade in dieser Hinsicht sehr schöne Erfolge gezeitigt.

Der zweite Programmpunkt ist in Sonneberg in Angriff genommen. Auf dem Arbeitsplan stehen neben dem hier behandelten

Lacertafeld vorläufig Felder bei 5 Lacertae, 15 Vulpeculae, φ Cygni, 67 Ophiuchi, k Orionis sowie ein solches an der Grenze von Lyra und Cygnus bei β Cygni. Erwünscht und für die völlige Erreichung des Zieles sogar erforderlich ist jedoch die Bereitstellung eines besonderen Instruments für diese Aufgabe, das gestattet, die Belichtungszeiten auf 30^m oder 60^m herabzusetzen. Das am besten geeignete Objektiv wäre nach den bisherigen Erfahrungen ein Triplet von 30 cm Öffnung und dem Öffnungsverhältnis 1 : 5. Die Aufnahmen jedes Feldes müssen nach Möglichkeit gleichmäßig über einem Zeitabschnitt von mindestens einem Jahre verteilt sein. Daneben sind je einige dichte Reihen so zu gewinnen, daß während der ganzen Nacht dieselbe Gegend in unablässiger Wiederholung aufgenommen wird. Erwünscht ist ferner, daß die kurzperiodischen Veränderlichen je einige Wochen lang visuell verfolgt werden, wie ich es auch bei den Algolsternen der Lacertagegend mittels eines von der Preußischen Akademie der Wissenschaften in dankenswerter Weise dargeliehenen sechszölligen Refraktors mit bestem Erfolg durchgeführt habe.

Endlich sei noch einiges bemerkt über die Erfahrungen beim Aufsuchen der Veränderlichen. In Betracht kommen für die Vergleichung photographischer Platten das Blinkverfahren und das Stereoverfahren. Ich schicke voraus, daß ich das Blinkverfahren zwar kenne, aber es nicht in größerem Umfang angewendet habe. Mein Urteil ist also nicht endgültig. Am Anfang glaubte ich, daß das Stereoverfahren bequemer und etwas rascher zum Ziele führt, das Blinkverfahren aber überlegen ist, wenn es sich darum handelt, geringe Unterschiede zu erkennen. Dies mag richtig sein, solange der Beobachter noch wenig geübt ist. Inzwischen habe ich im Laufe eines Jahres die Fähigkeit erlangt, auch sehr geringe Unterschiede mittels des Stereoverfahrens zu erkennen, ziehe dieses daher als bequemer vor, bediene mich aber besonders bei zweifelhaften Fällen auch nicht selten, lediglich zur Unterstützung, der Blinkmethode durch rasches wechselweises Abdecken der beiden Platten.

Die Durchführung des ganzen Plans ist nur dann von Wert, wenn auch die Art des Lichtwechsels jedes neuen Veränderlichen ermittelt wird. Keinesfalls darf der Entdecker dabei stehen bleiben, einfach die Tatsache der Veränderlichkeit zu vermerken. Es ist daher auch wenig nützlich, wenn man, wie es jetzt oft geschieht, beliebige Gegenden des Himmels, von denen man zufällig einige Aufnahmen besitzt, nach Veränderlichen durchsucht, für die dann meist nichts weiter bekannt

ist, als ein genäherter Ort und wenig zuverlässige Grenzgrößen. Durch dieses Verfahren wird nur unnötiger Ballast aufgehäuft, für die Statistik aber fast nichts gewonnen. Der Entdecker sollte bedenken, daß ein schwacher Veränderlicher, selbst wenn man der Entdeckungsnachricht ein Aufsuchungskärtchen beigibt, wahrscheinlich während längerer Zeit keinen Beobachter finden wird und sollte daher selbst die Verpflichtung fühlen, die Art des Veränderlichen zu bestimmen. Nur so wird der Wissenschaft mit der Entdeckung neuer Veränderlicher ein Dienst geleistet.

Nachtrag II

Seit der Abfassung dieser Arbeit ist längere Zeit verstrichen. Inzwischen ist nicht nur der Plan erheblich erweitert und auf etwa 40 Felder ausgedehnt worden, sondern auch die Bearbeitung hat Fortschritte gemacht. Es wurden bisher mehr als 600 neue Veränderliche aufgefunden, darunter auch mehrere solche vom RR Lyrae-Typus. Benachteiligt bleiben aber zweifellos die rasch wechselnden Bedeckungsveränderlichen der W Ursae majoris-Art. Nahezu abgeschlossen ist die Untersuchung für 2 Felder von je 80 Quadratgrad Ausdehnung mit den Mitten bei k Orionis und Alpha Canis minoris. Die Verteilung der neu gefundenen Veränderlichen ergab sich wie folgt:

	Orion-Feld	Canis minor-Feld
Mira-Sterne	2	4
Bedeckungssterne	13	16
Delta Cephei-Sterne	9	6
Langperiodische	3	3
Halbregelmäßige	5	4
Unregelmäßige	16	6
U Geminorum-Sterne	2	2
R Coronae-Sterne	1	0

In dem Orion-Feld waren bisher bekannt: 1 Mira-Stern, 1 Algol-Stern, 3 Delta Cephei-Sterne und 2 Veränderliche unbekannter Art; in dem Canis minor-Feld 1 Mira-Stern, 1 Unregelmäßiger und 1 Veränderlicher unbekannter Art. Die Zahl ist also von 7 auf 51 bzw. von 3 auf 41 erhöht worden. — Als langperiodisch sind Sterne mit regelmäßiger Kurve, aber geringem Umfang des Lichtwechsels bezeichnet;

unter der Gruppe der Unregelmäßigen sind in der Hauptsache die rötlichen, schwach veränderlichen Sterne vereinigt.

Die Bedeckungsveränderlichen (Algol-, Beta Lyrae- und W Ursae majoris-Art) sind auch hier sehr häufig. Ihr Anteil ist im Canis minor-Feld 40% der Gesamtzahl. Dagegen bilden überraschenderweise die Mira-Sterne besonders im Orion-Feld eine der schwächsten Gruppen. Nach den vorläufigen Erfahrungen an weiteren Feldern kommt darin zweifellos eine Gesetzmäßigkeit, eine starke Abhängigkeit der Anzahl der Mira-Sterne von der galaktischen Länge, zum Ausdruck. Das Maximum liegt nicht in Lacerta, sondern etwa in Ophiuchus, das Minimum aber wahrscheinlich in Orion. Auffällig ist die Anhäufung roter Unregelmäßiger im Orion-Feld, bemerkenswert auch der relativ große Anteil der bisher für selten gehaltenen U Geminorum-Sterne. Es zeigt sich überdies, daß die letztgenannte Gruppe viel mehr Varianten hat, als man bisher wußte. Auch unter den anderen Gruppen befinden sich merkwürdige Einzelfälle.

506

N91D
V.12

آخری درج شدہ تاریخ پر یہ کتاب مستعار
لی گئی تھی مقررہ مدت سے زیادہ رکھنے کی
صورت میں ایک آنہ یومیہ دیرانہ لیاجائے گا۔

کتب خانہ
جامعہ عثمانیہ

۱۔ اراکین مجلس اعلیٰ، مجلس رفقا، مجلس انتظامی، مجالس شعبہ جات نصاب پانچ کتابیں ایک ماہ تک اپنے پاس رکھ سکیں گے۔

۲۔ اساتذہ جامعہ عثمانیہ و کلیہ جات ملحقہ و گریجویٹ عہدہ داران جامعہ اور اراکین دار الترجمہ دس کتابیں ایک ماہ تک اپنے پاس رکھ سکیں گے۔

۳۔ طلبائے رجسٹر شدہ دو کتابیں بی۔ اے اور انٹرمیڈیٹ کے طلبہ تین کتابیں ایم۔ اے، ایل ایل بی و تحقیقاتی جماعتوں کے طلبہ پانچ کتابیں دو ہفتہ تک اپنے پاس رکھ سکیں گے۔

۴۔ مدت مقررہ پہ کتابیں واپس نہ ہوں تو طلب کے بعد ایک آنہ یومیہ فی کتاب جرمانہ لیا جائیگا۔

۵۔ بشرط موقع کتابیں مکرر جاری کی جا سکینگی مگر اس غرض کے لئے کتب خانہ میں کتاب کا لانا لازم ہے۔

۶۔ کتابیں گم یا خراب ہو جائیں تو مستعیر پر ذمہ داری عائد ہوگی۔

۷۔ کتابوں پر کسی قسم کا نشان سیاہی یا پنسل سے نہ لگایا جائے۔

۸۔ قلمی نسخے اور حوالے کی کتابیں جاری نہ کی جا سکینگی۔